

国立天文台理論研究部集中講義

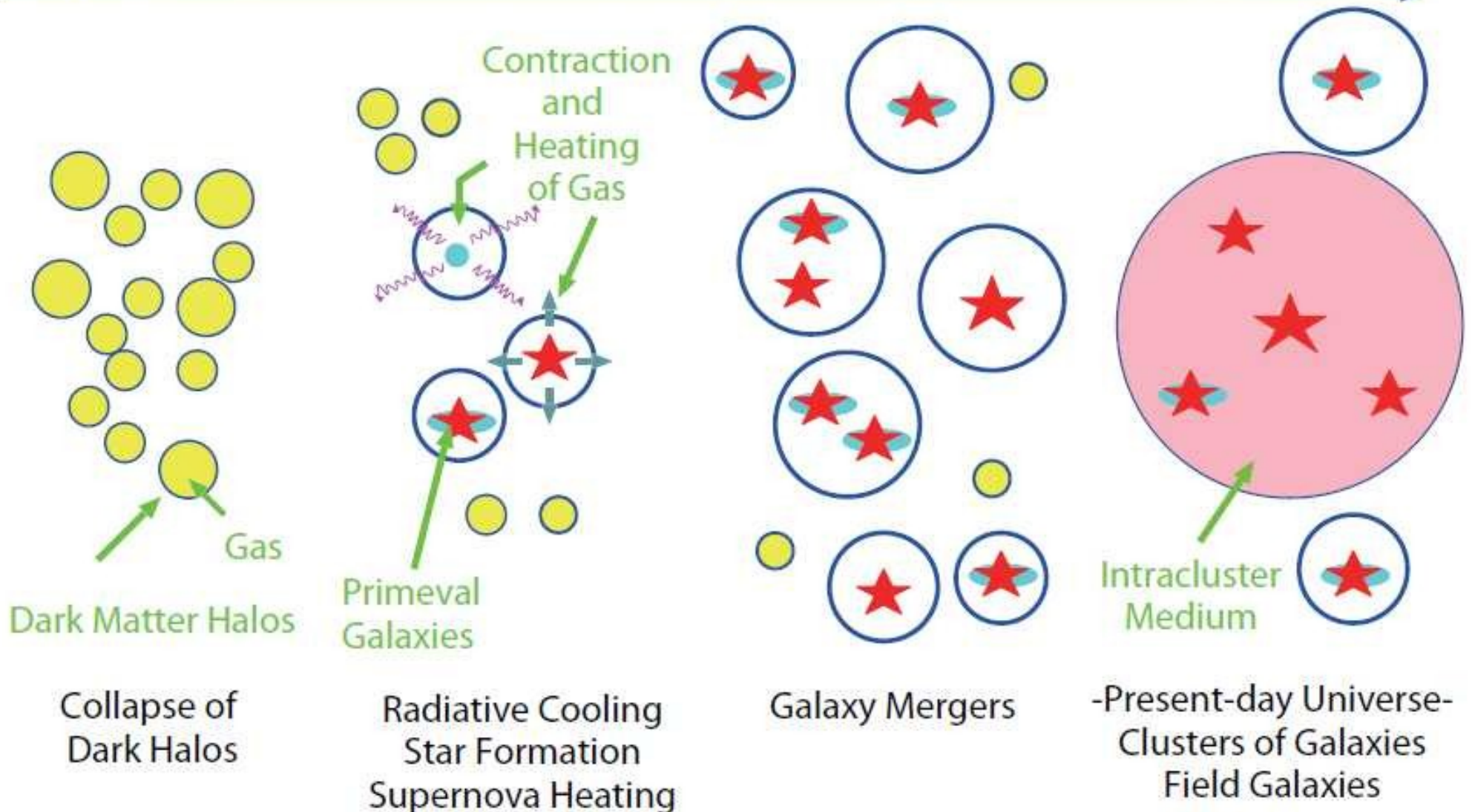
# 銀河形成論 銀河形成の物理過程

長島雅裕(長崎大教育)

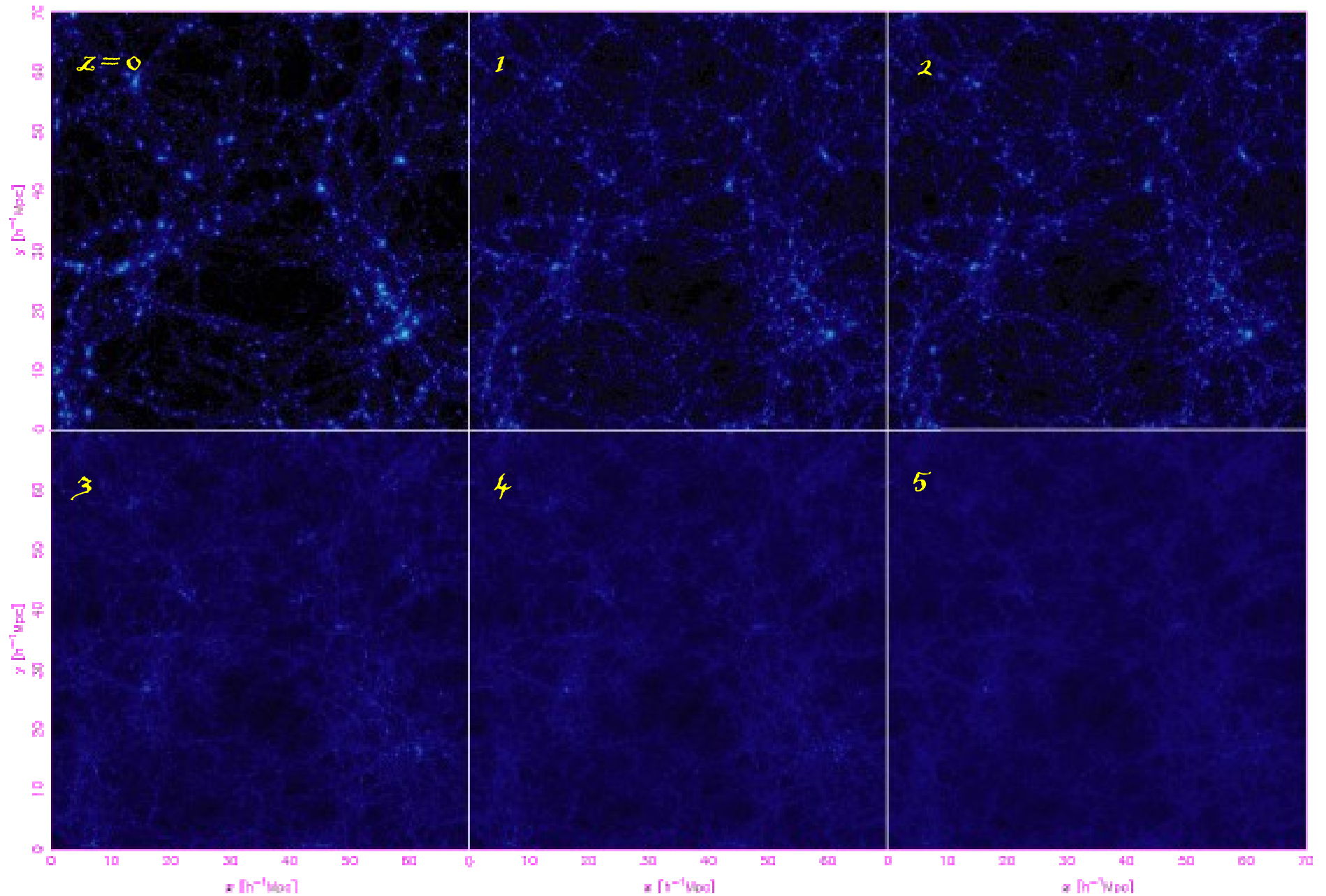
# Galaxy Formation in the Hierarchical Clustering Scenario

early Universe

present day



# 空間分布(dark matter)



# 銀河形成への重要なアプローチ

---

## ・現象論(銀河風モデルなどによる)

観測データを整理するのに重要(第一段階)

## ・数値流体シミュレーション

ダイナミクスを解ける→空間構造を考慮できる

しかし、resolution がまだ不十分 (SPH粒子質量 > giant molecular cloud)

resolution稼ぐために小さいbox→長波長の密度揺らぎ無視(角運動量等)

超新星爆発フィードバック(ガス加熱)等、不定性大

時間がかかり、パラメータ空間の一部しか調べられない

## ・準解析的モデル

ダークハローの形成史はちゃんと解く

ガス冷却、星形成、フィードバック等はモデルを入れる

(実際のところ、粗い数値シミュレーションとそうは違わない)

高速に解ける、サンプル数大

# SA model を理解するために

---

- 個々のプロセスの詳細にとらわれず、全体を把握すること
  - 「流れ」を理解する、  
「一体何が起きているのか？」
  - 無論、その次には個々の物理過程を理解しなければならない
- プロセス間の関係、プロセスと観測量との関係を理解すること
  - e.g. SN feedback  $\longleftrightarrow$  luminosity function
  - cf. 複雑系

# ダークハローの形成史の構築

---

## N-body シミュレーション

- dark matter のみ  
→ 不定性ほぼゼロ
- box size:  $L = 70 h^{-1} \text{ Mpc}$
- 粒子数:  $N = 512^3$
- 最小ハロー質量(10粒子):  
⇒ 世界最高レベルの精度  $M = 3 \times 10^9 M_{sun}$
- ハローの 1 dynamical time 程度の間隔で  
スナップショットを取り、  
ハローを同定  
→ 形成史の構築

# ダークハローの形成史の構築

---

- 異なる time-step でのハロー同士の関係を調べる
- 分解能が高いと、sub-halo がすり抜けて反対側に出てくることもある
  - ここを拾ってしまうと、まるでハローが分裂したかのように見えてしまう
  - “loop”構造
  - “tree”構造になるように操作する

# ダークハローの形成史(三鷹モデル)

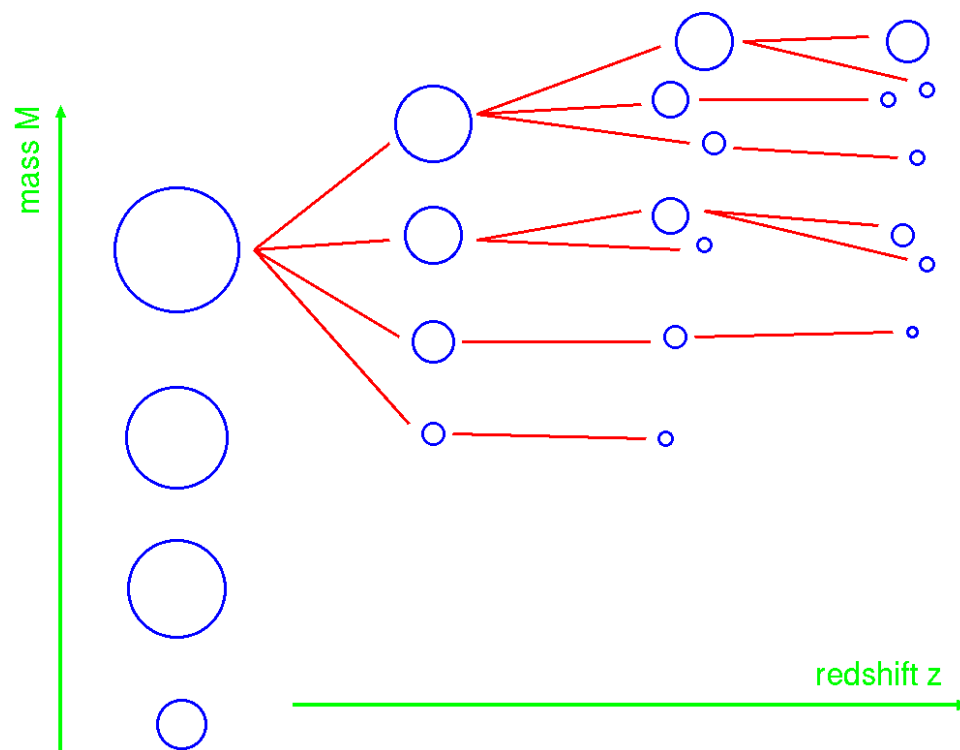
Extended Press-Schechterを使う

$V_c > 30-40 \text{ km/s}$  のハローを同定

time-step は dynamical timescale にとる

$z=0$  の mass function は、Yahagi et al.(2004)で得られたN体の結果へのフィッティング関数を使う

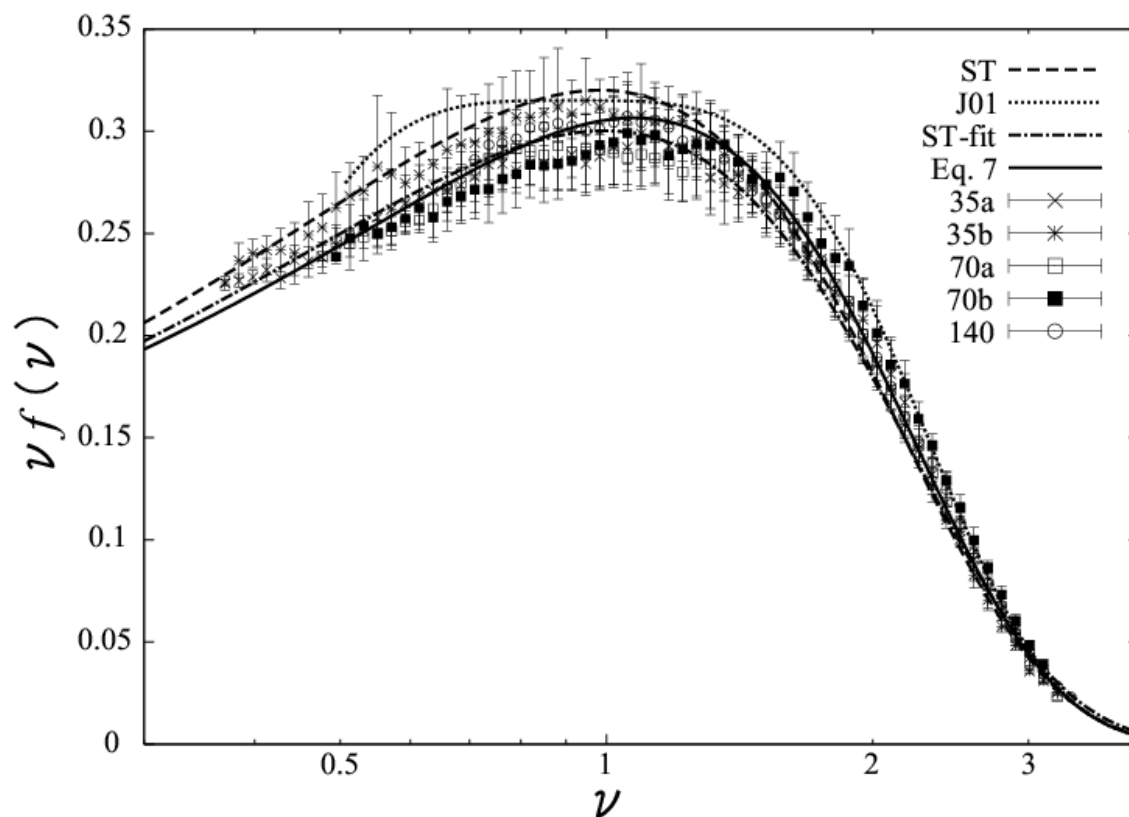
個々のハローの progenitors の mass function は、通常の拡張PS形式



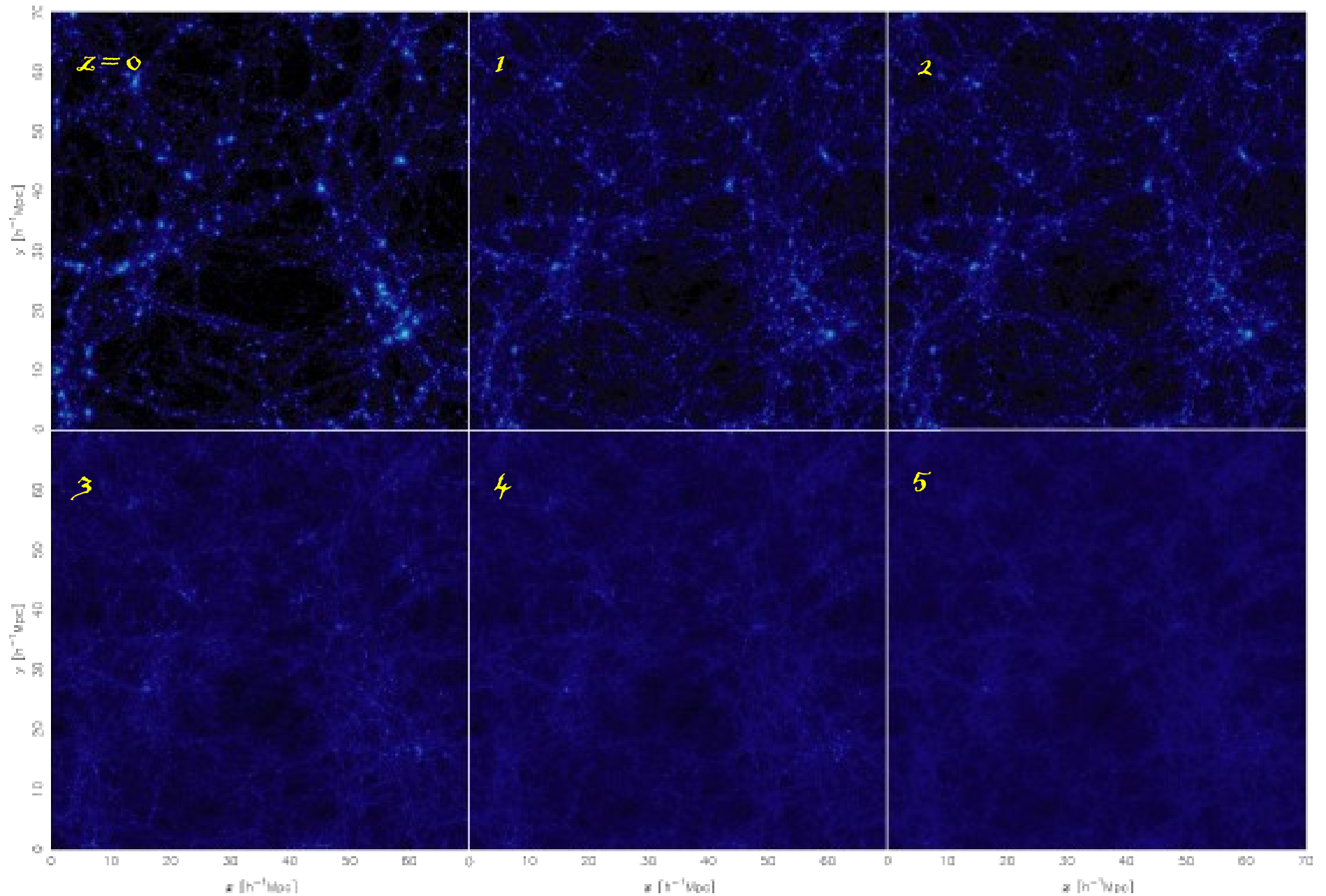


# Mass function

$z=0$  での質量関数(重み関数)は Yahagi, Nagashima & Yoshii (2004) による N-body sim. の fitting function を用いる



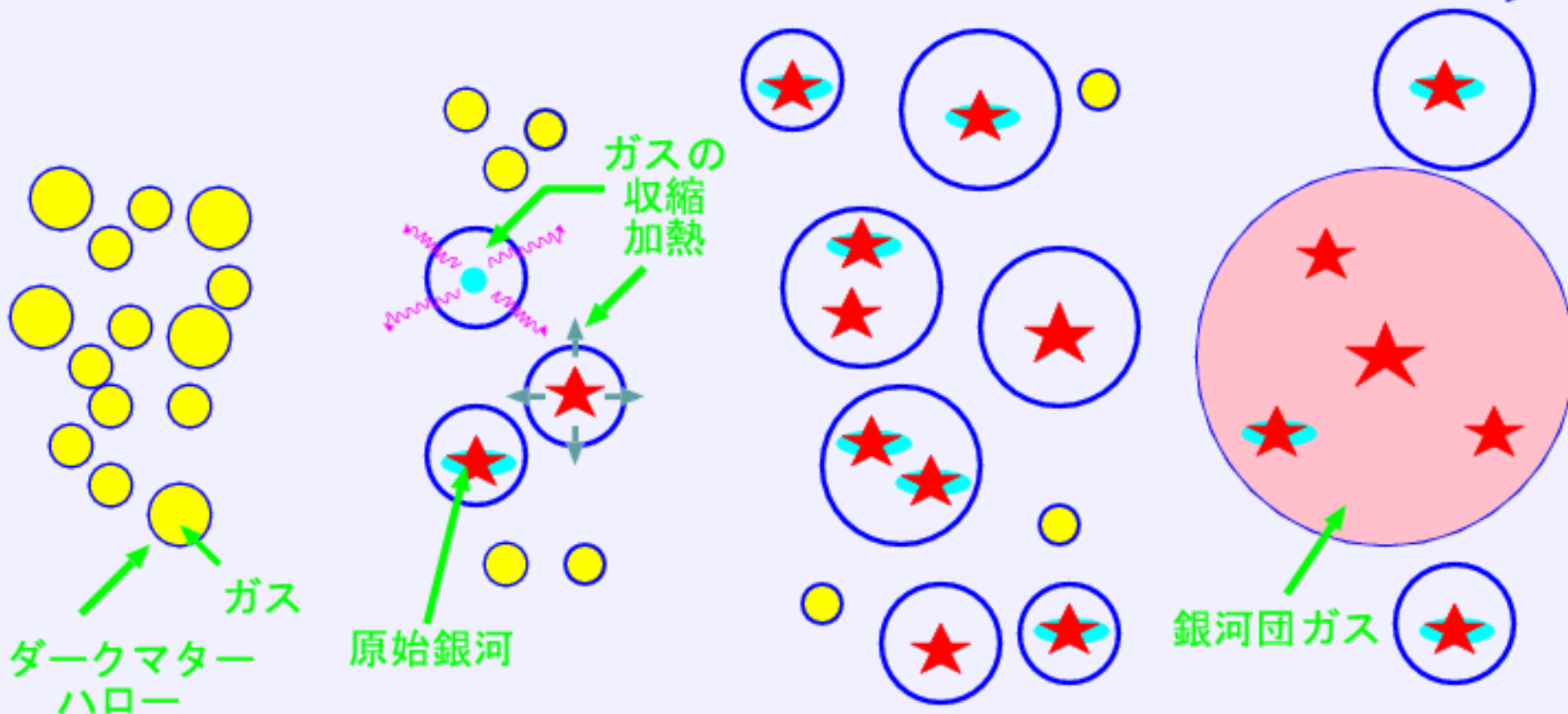
# 空間分布(dark matter)



# 階層的構造形成説に基づく銀河形成シナリオ

宇宙初期

現在



自己重力による  
初期天体の形成

ガスの冷却による収縮,  
星形成,  
超新星爆発による  
ガスの加熱

銀河同士の合体

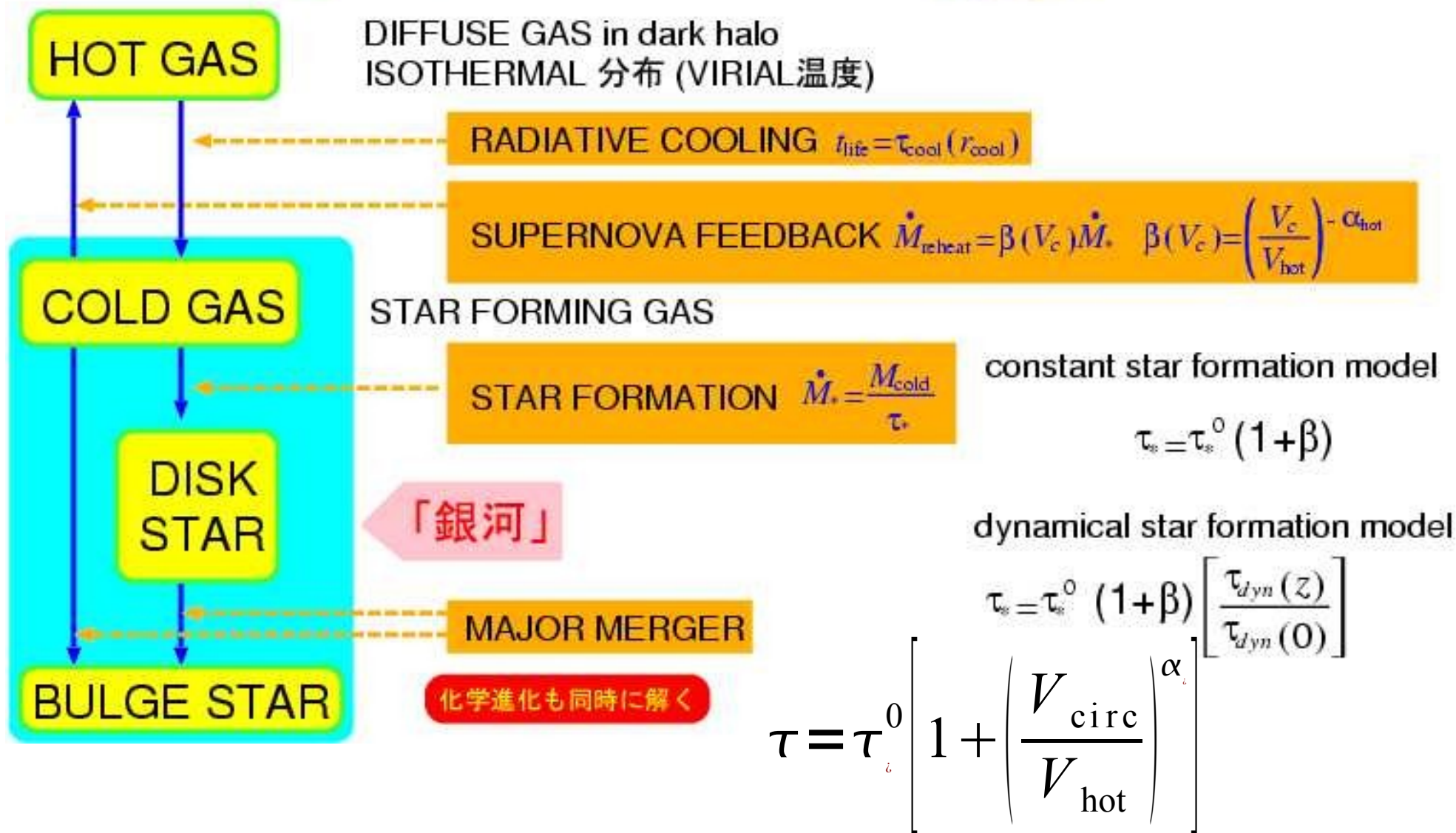
-現在の宇宙-  
銀河団の形成  
我々の銀河の形成

★青丸が得られた

# バリオンガスの進化サイクル



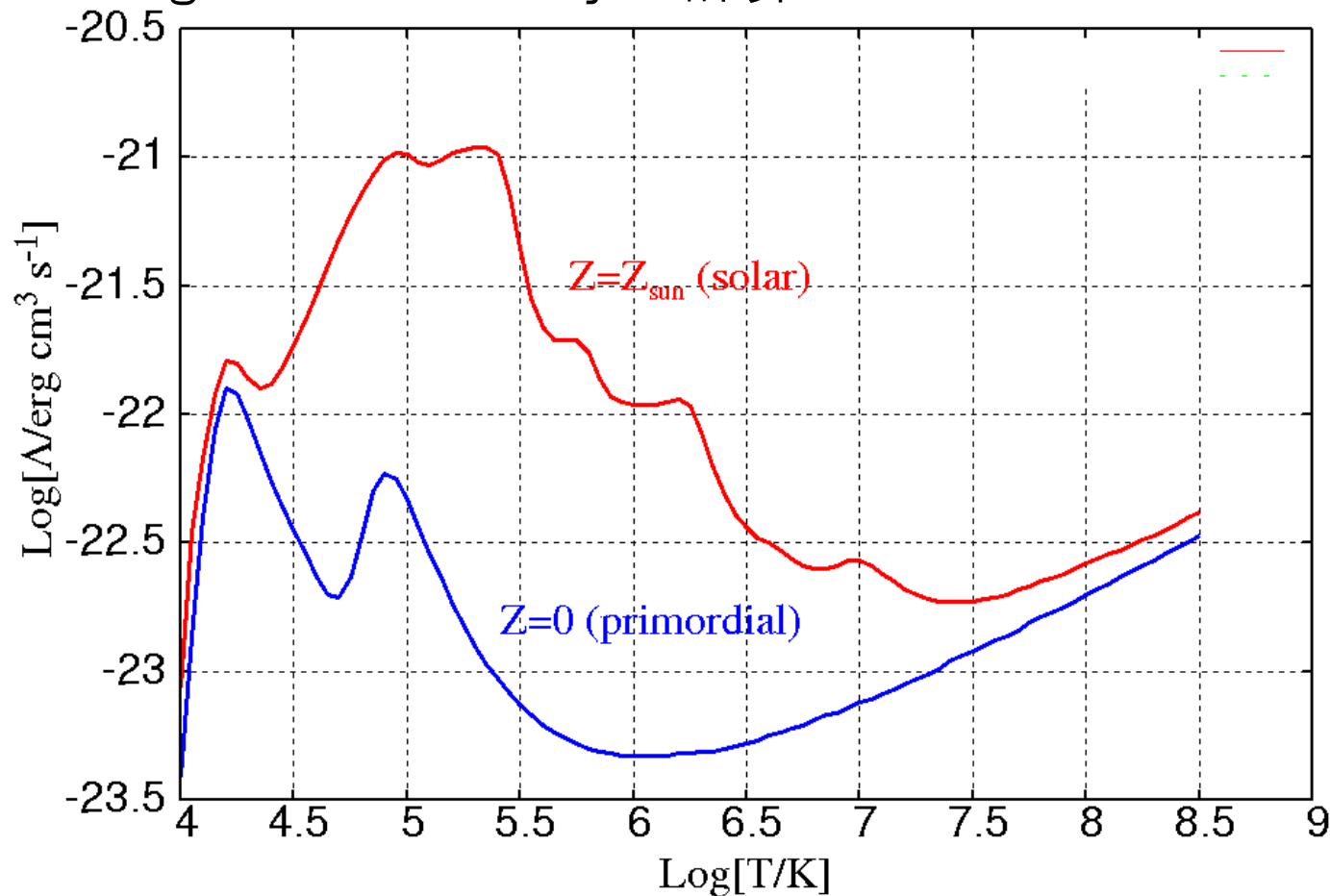
Extended Press-Schechter Formalism  
を用いて progenitors を生成



# Cooling functions

化学組成進化も解いている

→ hot gas の metallicity も計算されている

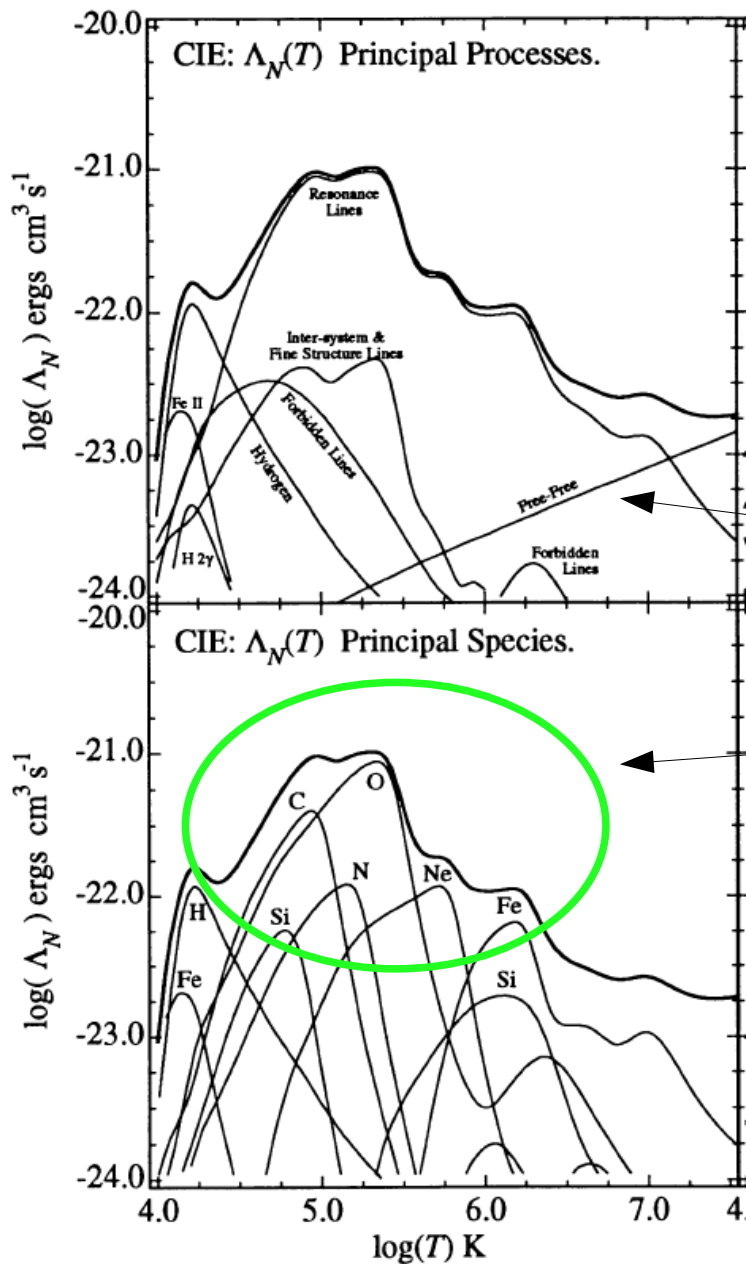


1万度まで冷えたら cold gas とする

Sutherland & Dopita (1993)

それ以下は、星形成のタイムスケールに繰り込まれていると解釈

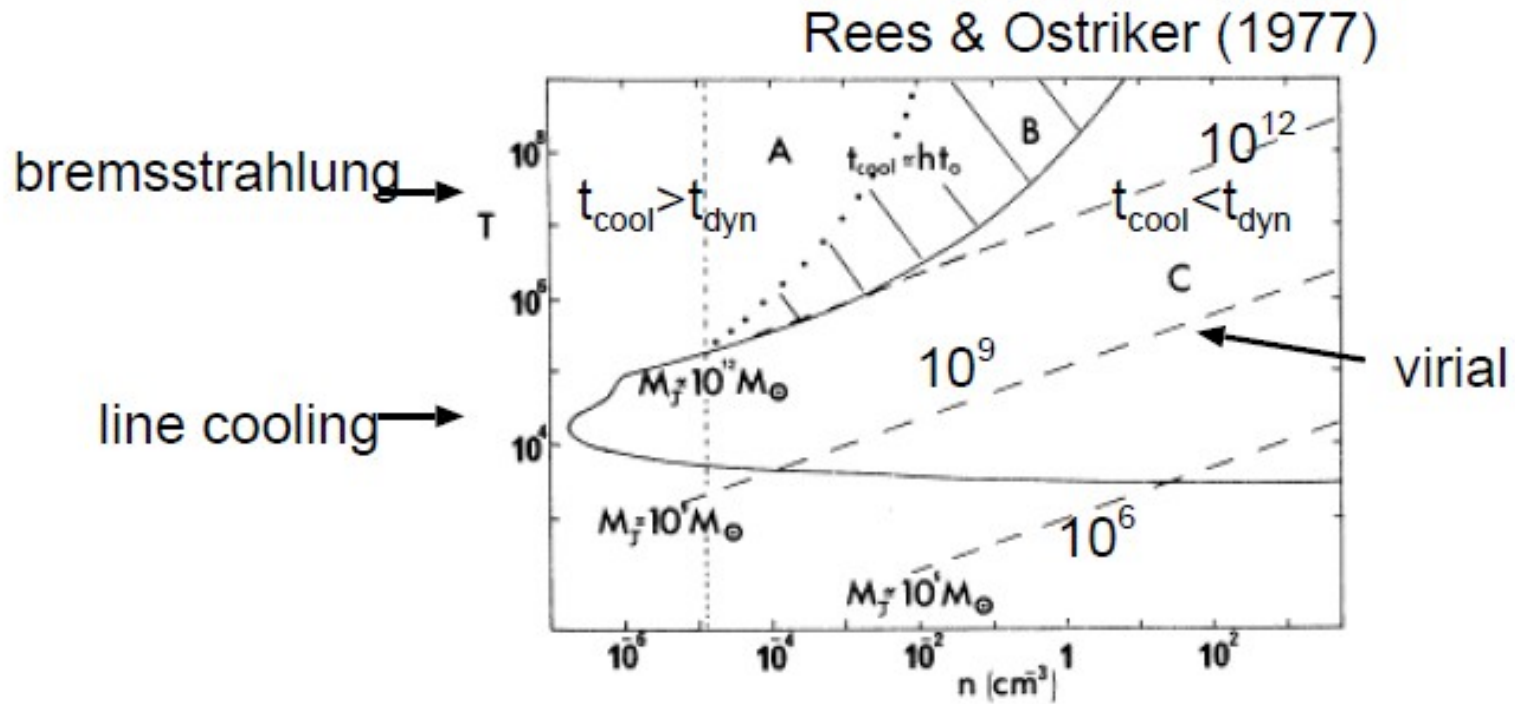
# Cooling functions



thermal brems  
metalにほぼ無関係

metalの量に依存

# Rees-Ostriker (1977)



$$t_{cool} \sim \frac{kT}{n\Lambda} \quad t_{dyn} \sim \frac{1}{\sqrt{G\rho}}$$

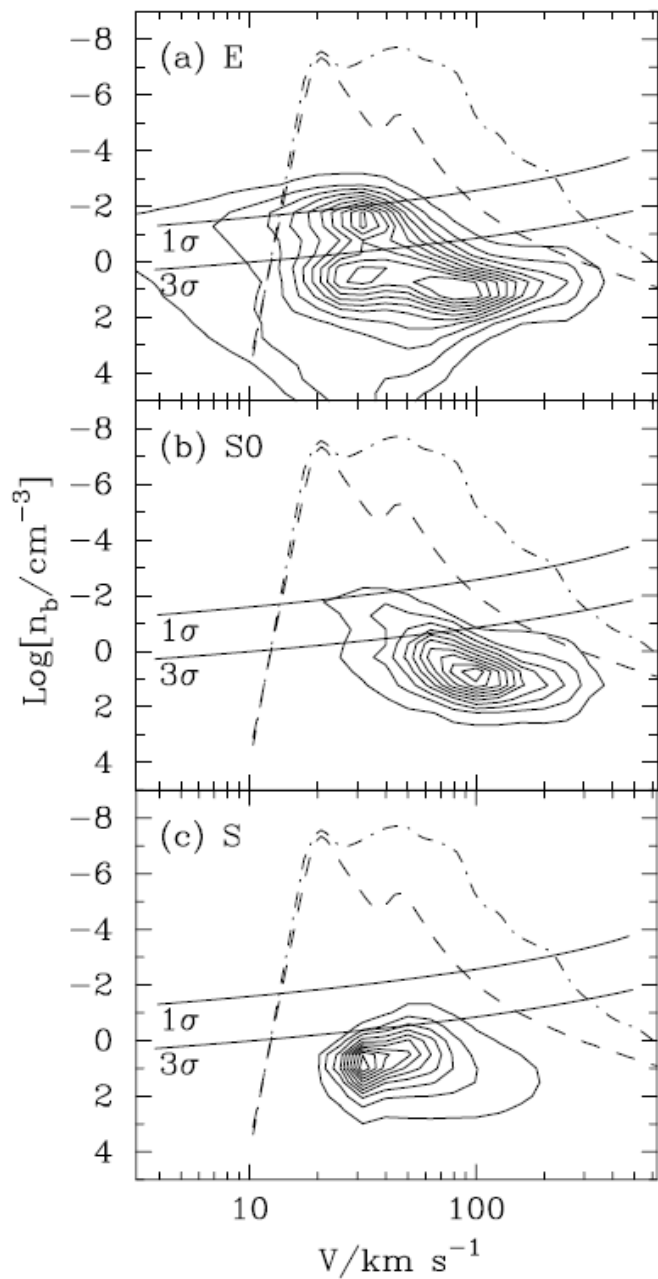


FIG. 27.—Cooling diagram for (a) elliptical galaxies, (b) lenticular galaxies, and (c) spiral galaxies. Contours indicate the theoretical distribution predicted by the CSF model with surface brightness cutoff at  $\mu_{e,B} = 26.5$  and the effects of dynamical response taken into account in the analysis. The levels of contours are the same as in Fig. 6. The top panel shows a broad distribution of elliptical galaxies consisting of dwarf ellipticals on the left and normal/giant ellipticals on the right, which are bifurcated, reflecting a variety of SF and merger histories. The dashed line represents  $\tau_{\text{cool}} = \tau_{\text{grav}}$  for the gas of primordial chemical composition, and the dot-dashed line for the gas of solar chemical composition. The thin lines represent two sequences of collapse of overdense regions with 1 and 3  $\sigma$  fluctuations against CDM spectrum.

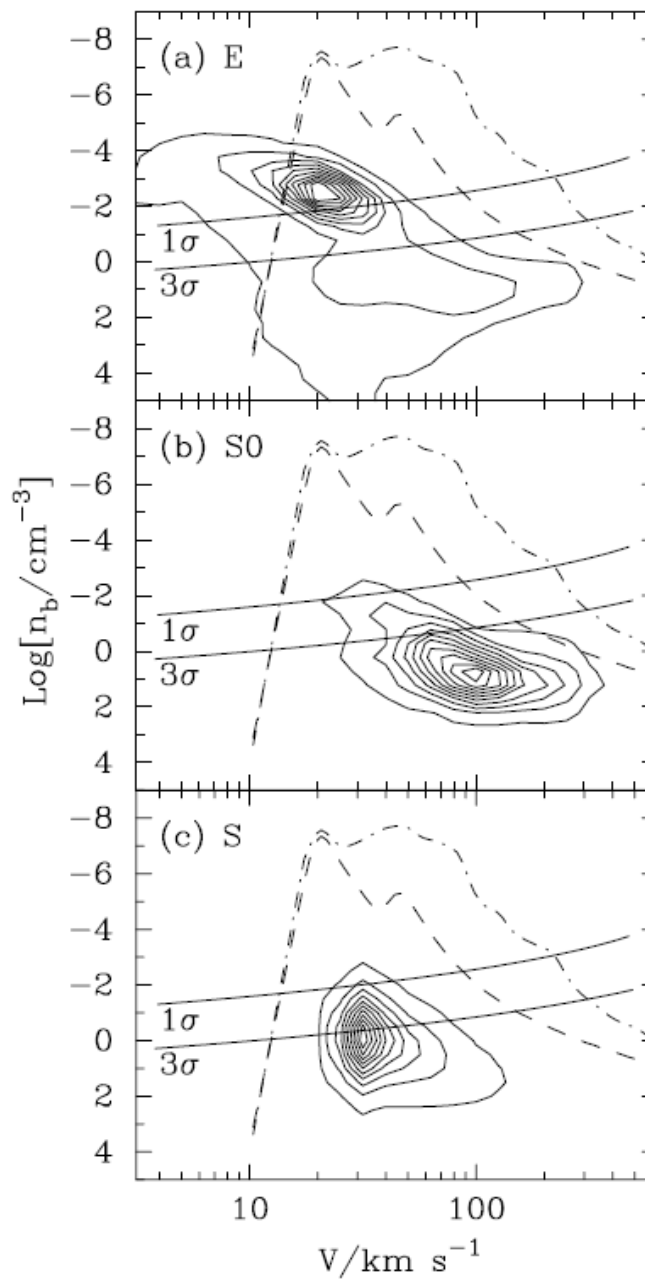


FIG. 28.—Cooling diagram. Same as Fig. 27, but for all galaxies without imposing any selection bias against low surface brightness.

maximal effect. Such galaxies of low surface brightness would be detected in recent ultradeep surveys where the detection threshold is set below  $\mu_{e,B} = 26.5$ .

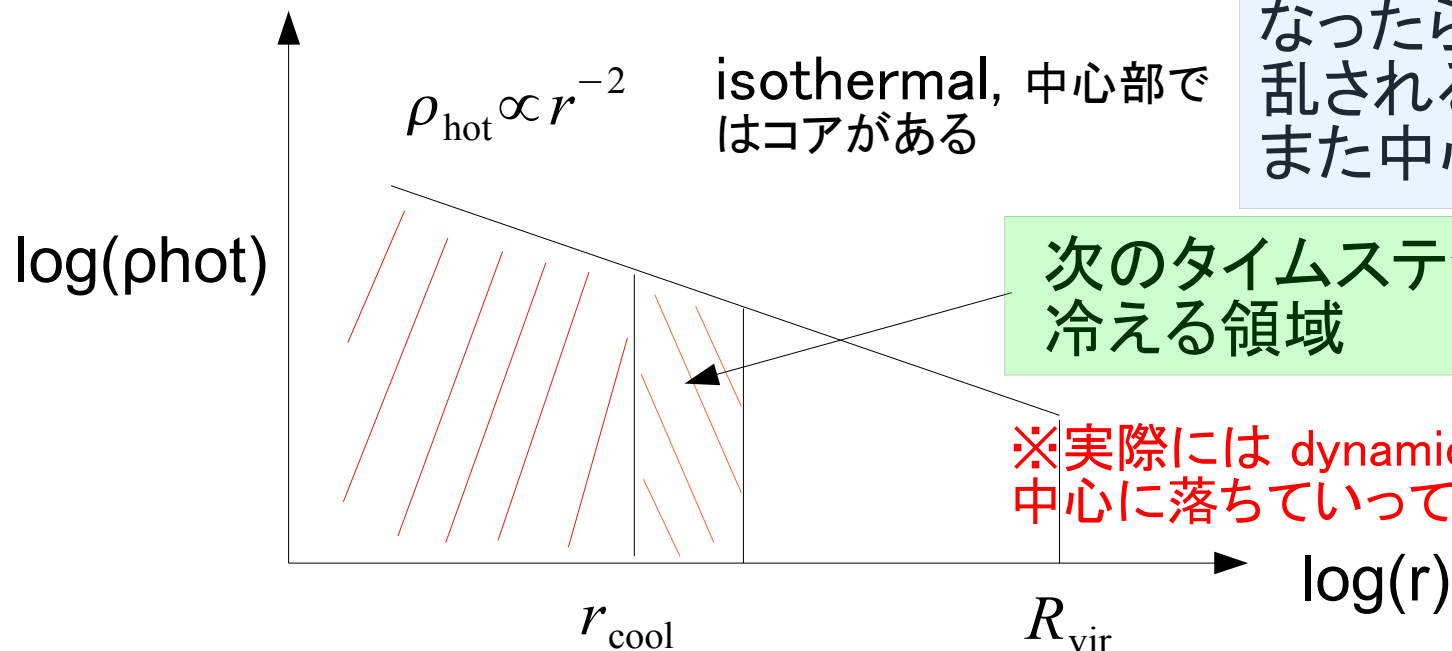
Nagashima & Yoshii (204)

## 8. SUMMARY AND CONCLUSION

We have investigated the formation and evolution of red



# Cooling radius



ハロー質量が倍になったら、内部構造も乱されると考え、また中心から計算する

$\tau_{\text{cool}}(r_{\text{cool}}) = t_{\text{life}}$  そのタイムステップの間に冷えられる半径

$$t_{\text{cool}}(r) = \frac{3}{2} \frac{\rho_{\text{hot}}(r)}{\mu m_{\text{p}}} \frac{k_{\text{B}} T_{\text{vir}}}{n_{\text{e}}^2(r) \Lambda(T_{\text{vir}}, Z_{\text{hot}})}$$

# Star Formation & Supernova Feedback

SFR  $\psi = M_{\text{cold}}/\tau_*$  Schmidt law に似ているが、  
局所的ではなく銀河全体のSFR

SF time-scale  $\tau_* = \tau_*^0 \left( \frac{V_d}{V_{\text{hot}}} \right)^{\alpha_*}$  このあたりは色々モデル化の可能性アリ  
∴全然わかってないから

$$\dot{M}_* = \alpha\psi,$$

$$\dot{M}_{\text{cold}} = -(\alpha + \beta)\psi,$$

$$\dot{M}_{\text{hot}} = \beta\psi,$$

$$(M_{\text{cold}}Z_{\text{cold}})' = [p - (\alpha + \beta)Z_{\text{cold}}]\psi,$$

$$(M_{\text{hot}}Z_{\text{hot}})' = \beta Z_{\text{cold}}\psi,$$

たとえば

$$\tau = \tau_i^0 \left[ 1 + \left( \frac{V_{\text{circ}}}{V_{\text{hot}}} \right)^{\alpha_i} \right]$$

$$\beta(V_d) \equiv \left( \frac{V_d}{V_{\text{hot}}} \right)^{-\alpha_{\text{hot}}}$$

ココロは  $\dot{M}_{\text{reheat}} V_c^2 \simeq \epsilon \eta_{\text{SN}} E_{51} \psi$

# 解

---

$$\Delta M_{\text{cold}}(t) = M_{\text{cold}}^0 \left\{ 1 - \exp \left[ -(\alpha + \beta) \frac{t}{\tau_*} \right] \right\}, \quad (16)$$

$$\Delta M_*(t) = \frac{\alpha}{\alpha + \beta} \Delta M_{\text{cold}}(t), \quad (17)$$

$$\Delta M_{\text{hot}}(t) = \frac{\beta}{\alpha + \beta} \Delta M_{\text{cold}}(t), \quad (18)$$

$$Z_{\text{cold}}(t) = Z_{\text{cold}}^0 + p \frac{t}{\tau_*}, \quad (19)$$

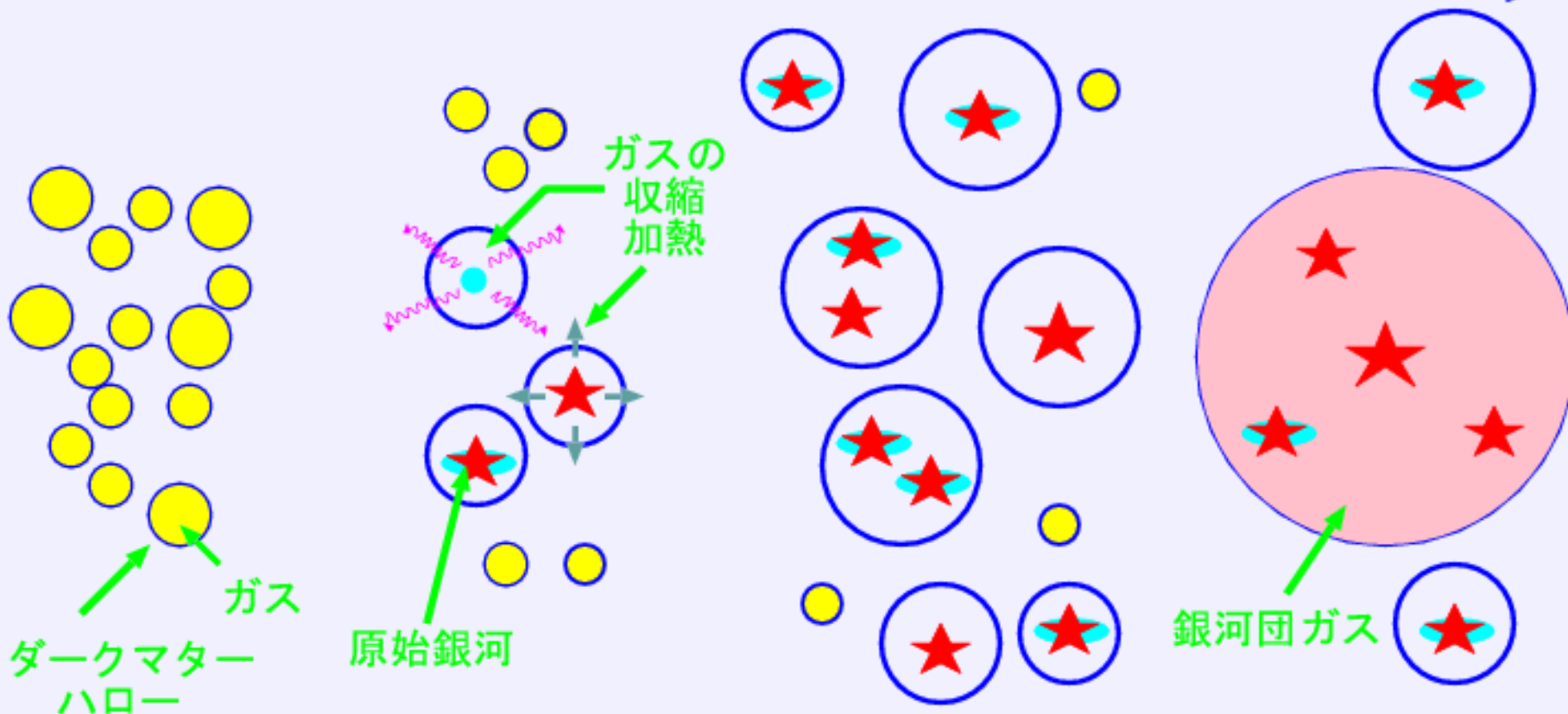
$$Z_{\text{hot}}(t) = \left( M_{\text{hot}}^0 Z_{\text{hot}}^0 + \frac{\beta}{\alpha + \beta} \left\{ \left[ \frac{p}{\alpha + \beta} + Z_{\text{cold}}(t) \right] \Delta M_{\text{cold}}(t) - (Z_{\text{cold}}(t) - Z_{\text{cold}}^0) M_{\text{cold}}^0 \right\} \right) / M_{\text{hot}}(t), \quad (20)$$

$$\begin{aligned} \langle Z_*(t) \rangle &= \frac{\int_0^t \dot{M}_* Z_{\text{cold}}(t) dt}{\int_0^t \dot{M}_* dt} & u &\equiv (\alpha + \beta)t/\tau_* \\ &= Z_{\text{cold}}^0 + \frac{p}{\alpha + \beta} \frac{1 - e^{-u} - ue^{-u}}{1 - e^{-u}}, \end{aligned}$$

# 階層的構造形成説に基づく銀河形成シナリオ

宇宙初期

現在



自己重力による  
初期天体の形成

ガスの冷却による収縮,  
星形成,  
超新星爆発による  
ガスの加熱

銀河同士の合体

-現在の宇宙-  
銀河団の形成  
我々の銀河の形成

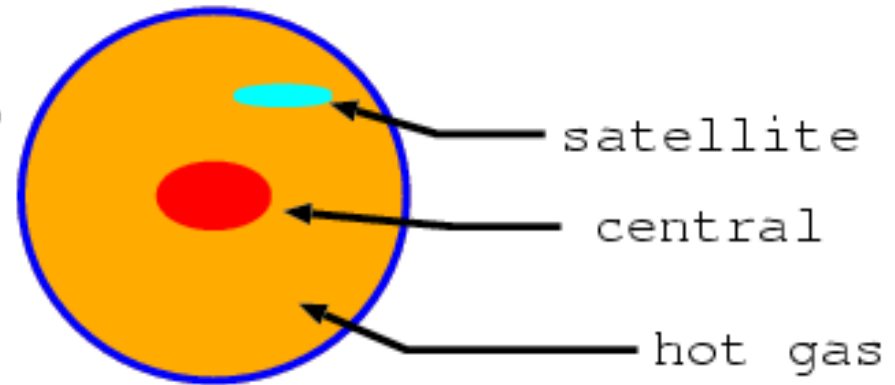
★ 原始銀河の形成

# 銀河同士の合体

## ダークハローが合体した時：

- ・ホットガスはすぐに混ざる
- ・銀河を**中心銀河**、**サテライト銀河**に分ける

↑  
最も大きいハローの中心銀河を  
新しいハローの中心銀河とする



## 銀河が合体する条件：

$t_{\text{elapse}} > t_{\text{fric}}$  (dynamical friction time-scale) **satellite-central merger**  
 $\Delta t > t_{\text{coll}}$  (random collision) **satellite-satellite merger**

## 合体のタイプ：

→ 観測に合うように決める

同程度の質量の  
銀河同士の合体：

**STARBURST + BULGE FORMATION**  
(MAJOR MERGER)

それ以外：

小さい銀河は大きい銀河の **バルジ** になる  
(MINOR MERGER)

## 最終的に、B-band B/D により形態を決定

bulge-dominated: Elliptical  
intermediate: S0  
disk-dominated: Spiral

# merger rate

---

dynamical friction (Binney & Tremain 1987)

$$\tau_{\text{fric}} = \frac{1.17 R_h^2 V_{\text{circ}}}{\ln \Lambda_C GM_{\text{sub}}},$$

個々の satellite 銀河について評価し、  
time-step より短ければ**中心銀河と合体**

collision rate (1/time-scale)

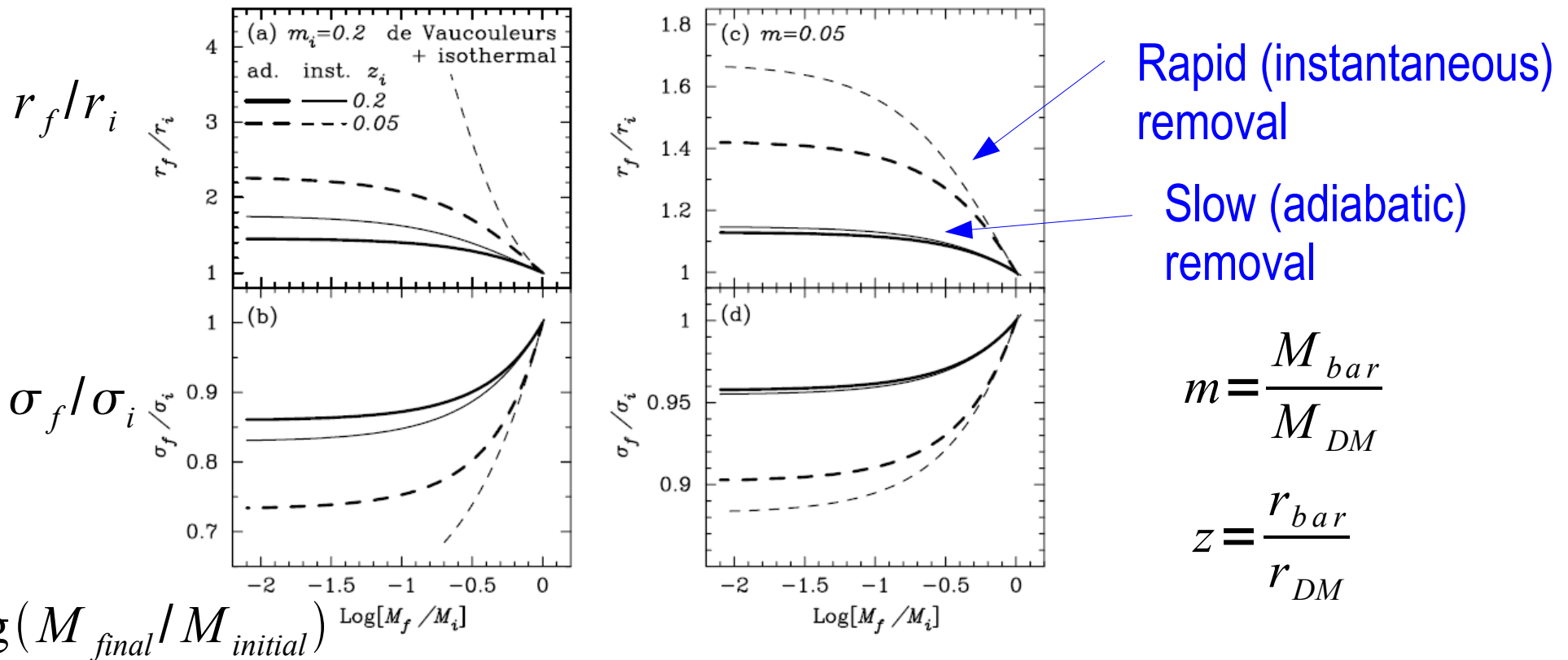
$V_{\text{circ}}$ 程度で飛び回っている、 $r_g, v_g$  の銀河の衝突確率

$$k \sim n\sigma V_{\text{circ}} \propto \frac{N}{R_h^3} \frac{r_g^2 v_g^4}{V_{\text{circ}}^3},$$

個々の satellite 銀河について評価し、  
このrateでランダムに**他の satellite 銀河と合体**  
(等質量でない場合もやってみたが、LFについては変わりなし)

# dynamical response to gas removal

starburst の際には、単にガスが抜けるだけでなく、  
 ガス放出に伴う重力ポテンシャルの変動への  
 サイズ・速度分散の応答を考慮→dwarf E 形成で重要

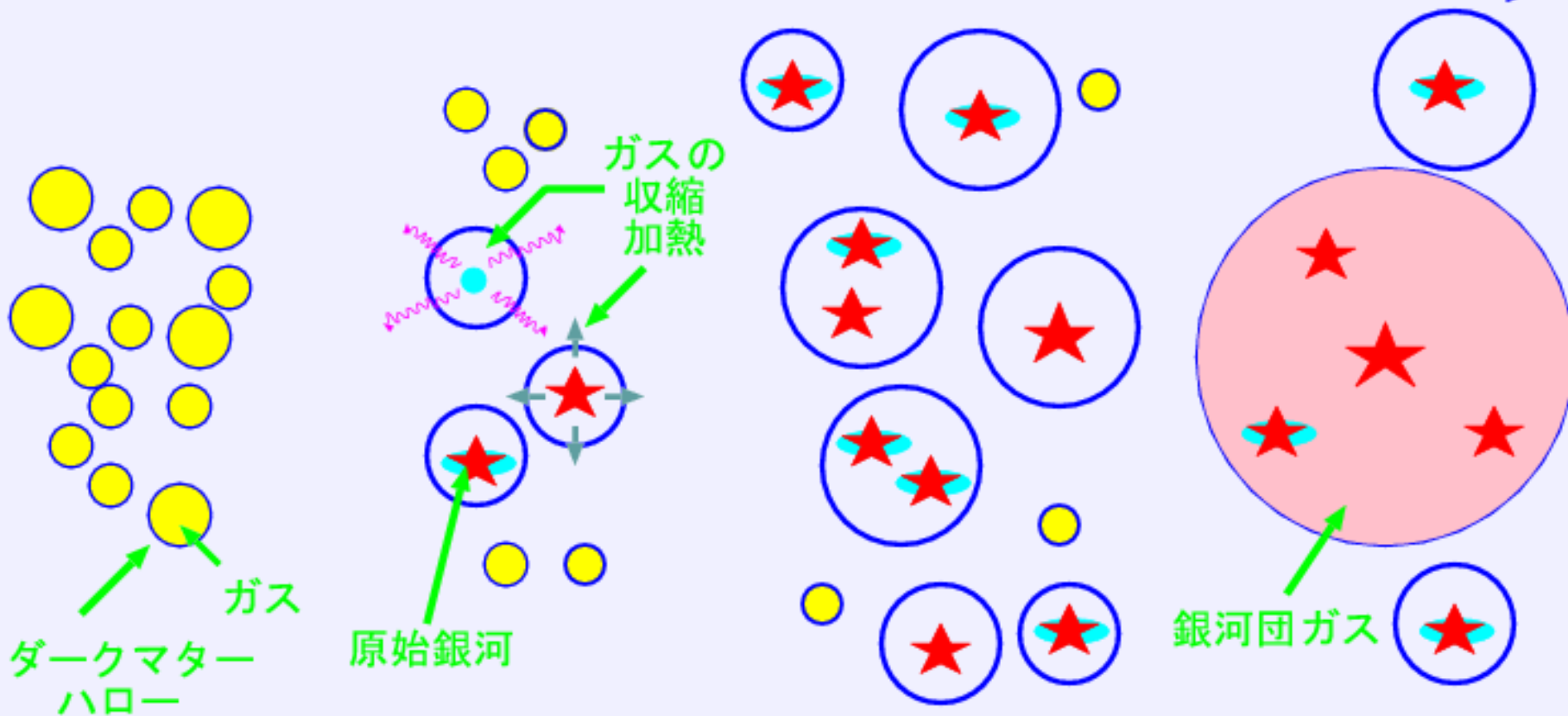


**Figure 1.** Dynamical response of the baryonic component of deprojected de Vaucouleurs profile embedded in an isothermal halo, for various values of initial mass  $m_i \equiv M_i/M_d$  and size  $z_i \equiv r_i/r_d$ . The horizontal axis is the ratio of final to initial baryon masses. Upper and lower panels indicate the changes of size and velocity dispersion, respectively, for  $m_i = 0.2$  (left panel) and  $0.05$  (right panel). The thick solid and thick dashed lines in each panel show the results of  $z_i = 0.2$  and  $0.05$ , respectively, for adiabatic gas removal. The thin solid and thin dashed lines show those results for instantaneous gas removal. Note that the scales of vertical axes of left and right panels are different.

# 階層的構造形成説に基づく銀河形成シナリオ

宇宙初期

現在



自己重力による  
初期天体の形成

ガスの冷却による収縮,  
星形成,  
超新星爆発による  
ガスの加熱

銀河同士の合体

-現在の宇宙-  
銀河団の形成  
我々の銀河の形成

★ 星形成史が確定



# 流れ

---

あるハローに着目

- そのハローに含まれるすべての銀河をリストアップ
- 一つずつ順番に、central に合体するかどうかチェック
  - 合体するならmajor/minorをチェック
  - しなければ残す
- 合体しなかったもの同士でmergeするかどうかチェック
  - 合体するならrandomに相手をピックアップ
  - major/minorをチェック
  - 合体させ、そのtime-step中での星形成

# 流れ

---

- すべてのsatelliteについて終わったら、centralに合体するsatelliteがあるならば合体させる
  - major ならば starburst, dynamical response を考慮し bulge の速度分散、半径を計算
  - minor ならば、bulge component にひっつける(最新版の場合)。bulgeのない銀河の場合はdiskにつける
- ハローの hot gas の cooling 計算
- ディスクでの星形成の計算
  - ディスクが太ればVdisk、r\_diskを更新

次のハローに移る。

# 銀河の見かけの明るさ

星の種族合成(intrinsic luminosity)  
Kodama & Arimoto (1997)

表面輝度による選択効果(観測の検出限界に依る)  
銀河のサイズ:

S...specific angular momentum 保存  
E...virial radius of baryonic component  
(mass loss による膨らみを考慮)

POPULATION  
SYNTHESIS

SELECTION  
EFFECT

INTERGALACTIC  
HI CLOUDS

INTERNAL  
DUST  
ABSORPTION

銀河間中性水素雲による吸収  
(Yoshii & Peterson 1994)

ダストによる内部吸収  
 $\tau \sim (1+z)^{-1} M_{\text{cold}} Z_{\text{cold}} / r_e^2$  に比例  
Galactic extinction curve + screen model  
slab



# dust extinction

---

- dustのcolumn density を求める
  - metallicity, cold gas mass に比例 (メタルの量に比例)
  - 面積に反比例

$$\tau_V = \tau_V^0 \frac{Z_{\text{cold}} M_{\text{cold}}}{2\pi r_e^2}$$

- 他波長でのoptical depthは、Milky Way の extinction curve を使う
  - low-Z galaxies については、LMC/SMC のを使うほうがいいかもしれない
  - とはいえ、low-Zということは、そもそも extinction の効果小さい

# vGC: 結果

---

宇宙論モデル:  $\Omega_0=0.3$ ,  $\lambda=0.7$ ,  $h=0.7$ ,  $\sigma_8=0.9$ ,  $\Omega_b=0.048$

←WMAPパラメータ

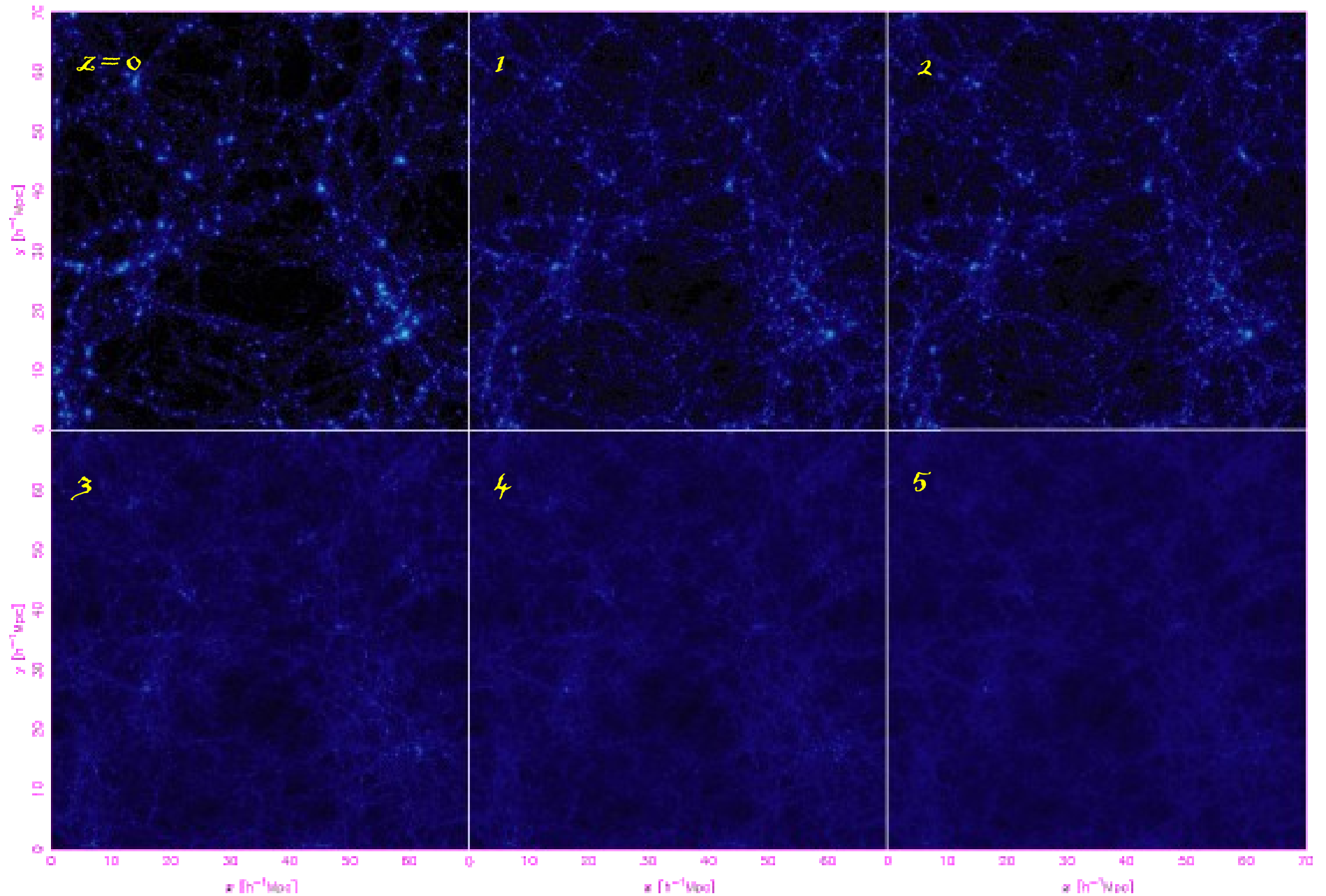
不定性の大きい物理過程:

- ・超新星爆発による加熱効率 → 光度関数
- ・星形成のタイムスケール → 星間ガス質量
- ・銀河の合体のタイムスケール → 光度関数

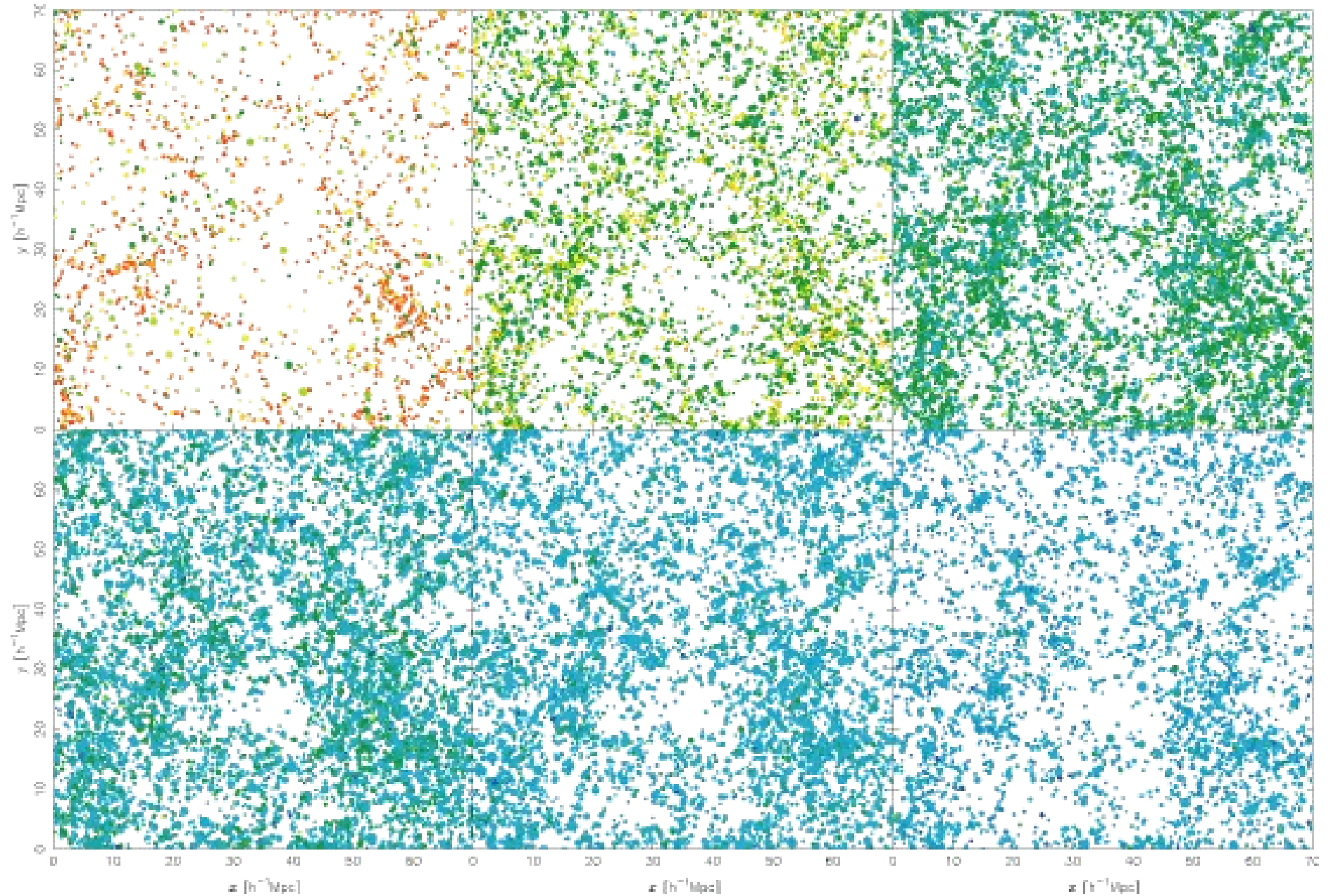
その他必要に応じてモデルを導入

- ・冷えるガスの角運動量保存 → ディスクサイズ
- ・イールド → 重元素量、星の色
- ・メタルーダスト比 → 減光量
- ...

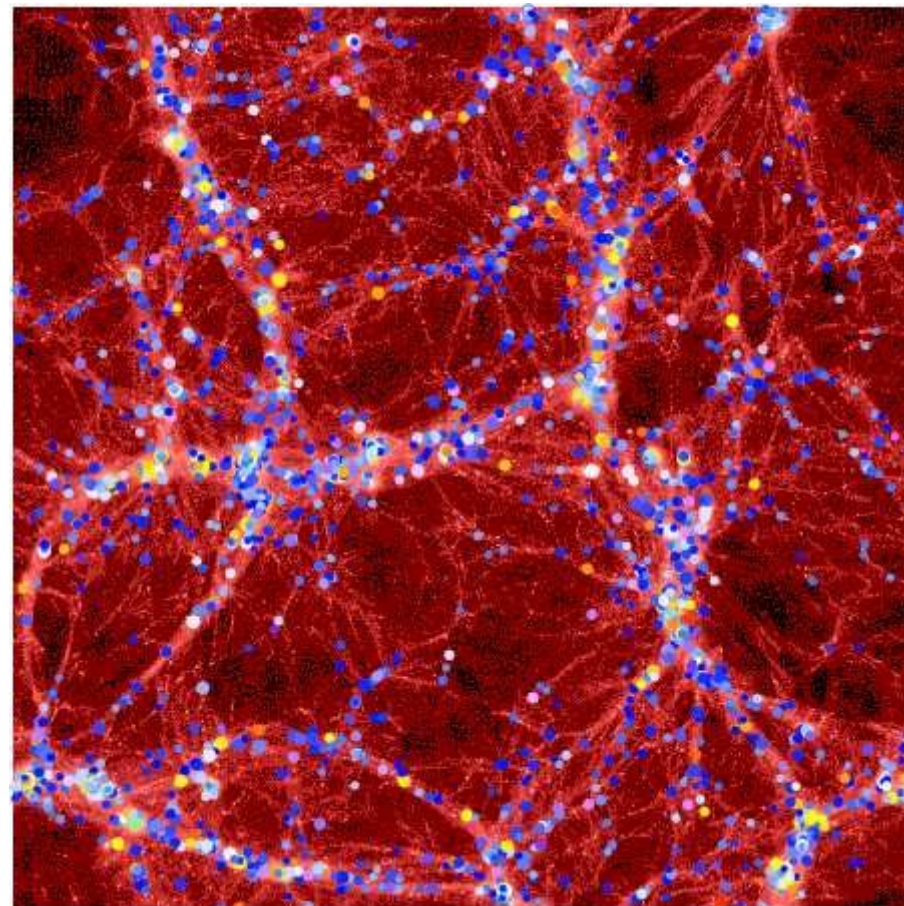
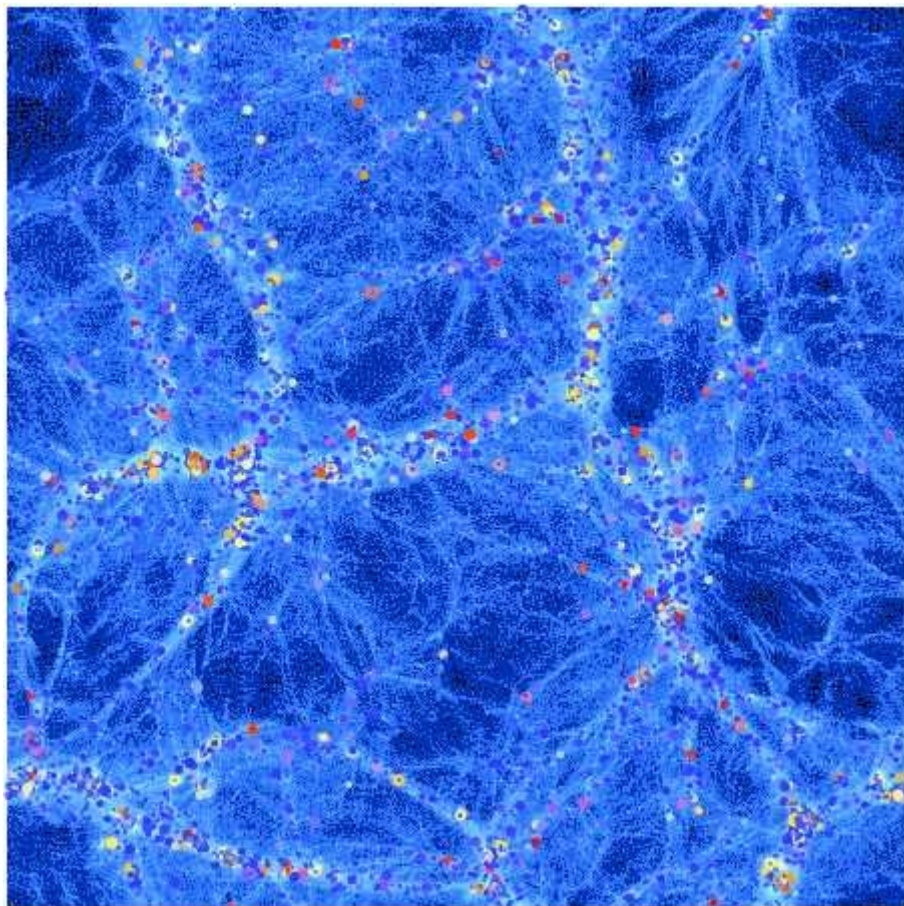
# 空間分布(dark matter)



# 空間分布(galaxies)



100x100x10Mpc



数值銀河カタログ (vGC)



# 光度関数

全ガスのうち星になる割合  
→フィードバックに強く依存

$\alpha_{hot}$ : faint-end の傾き

$V_{hot}$ :  $L^*$  の位置

$$\dot{M}_{reheat} = \beta(V) \psi, \quad \beta = \left( \frac{V}{V_{hot}} \right)^{-\alpha_{hot}}$$

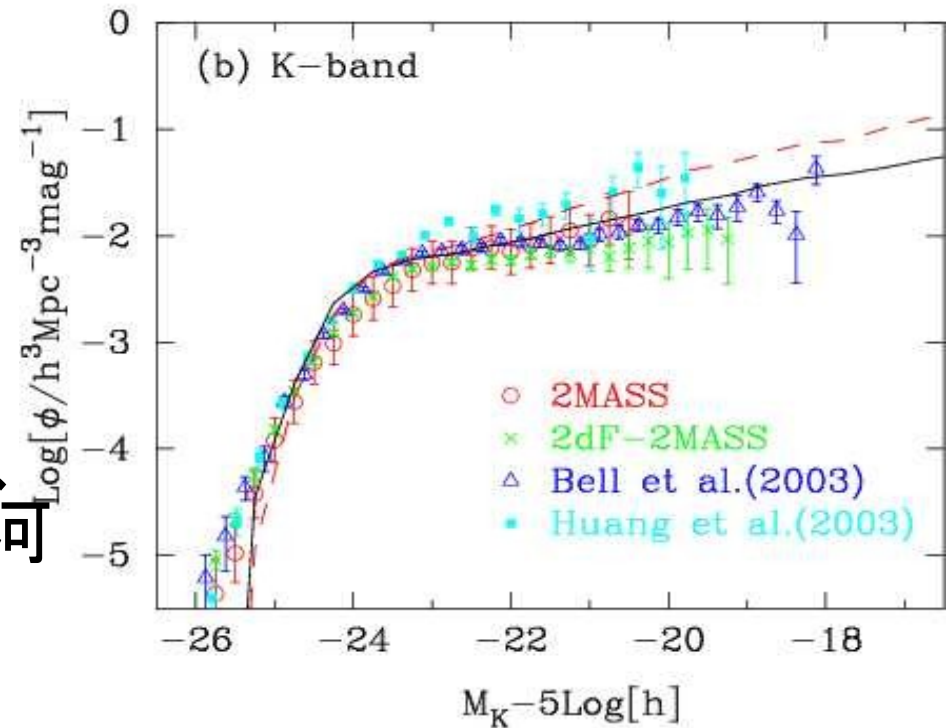
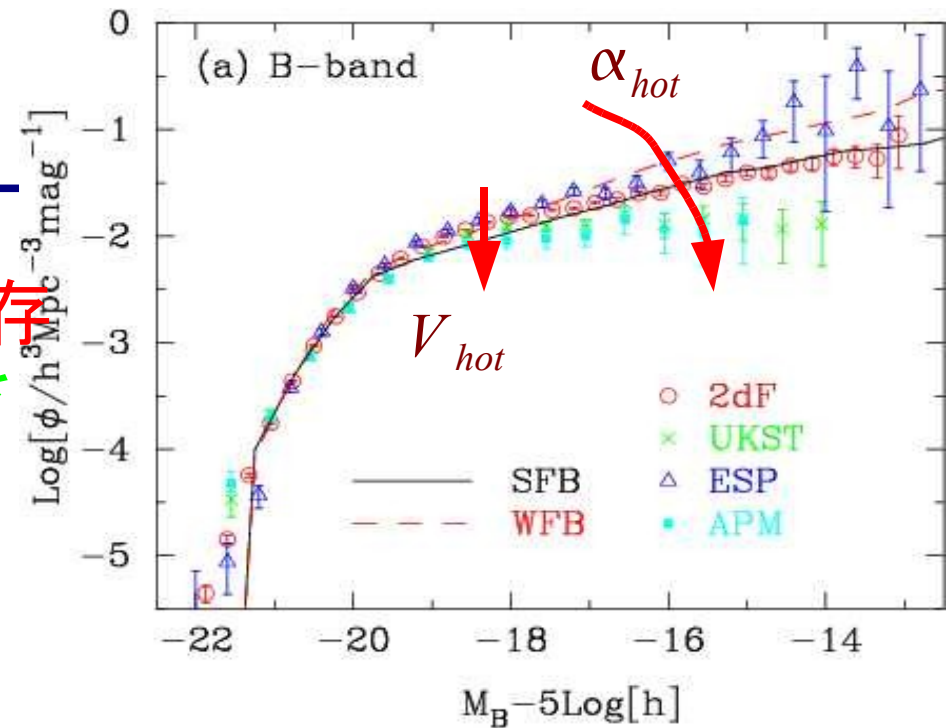
$$V_{hot} = 140 \text{ km/s}, \alpha_{hot} = 2 \text{ or } 4$$

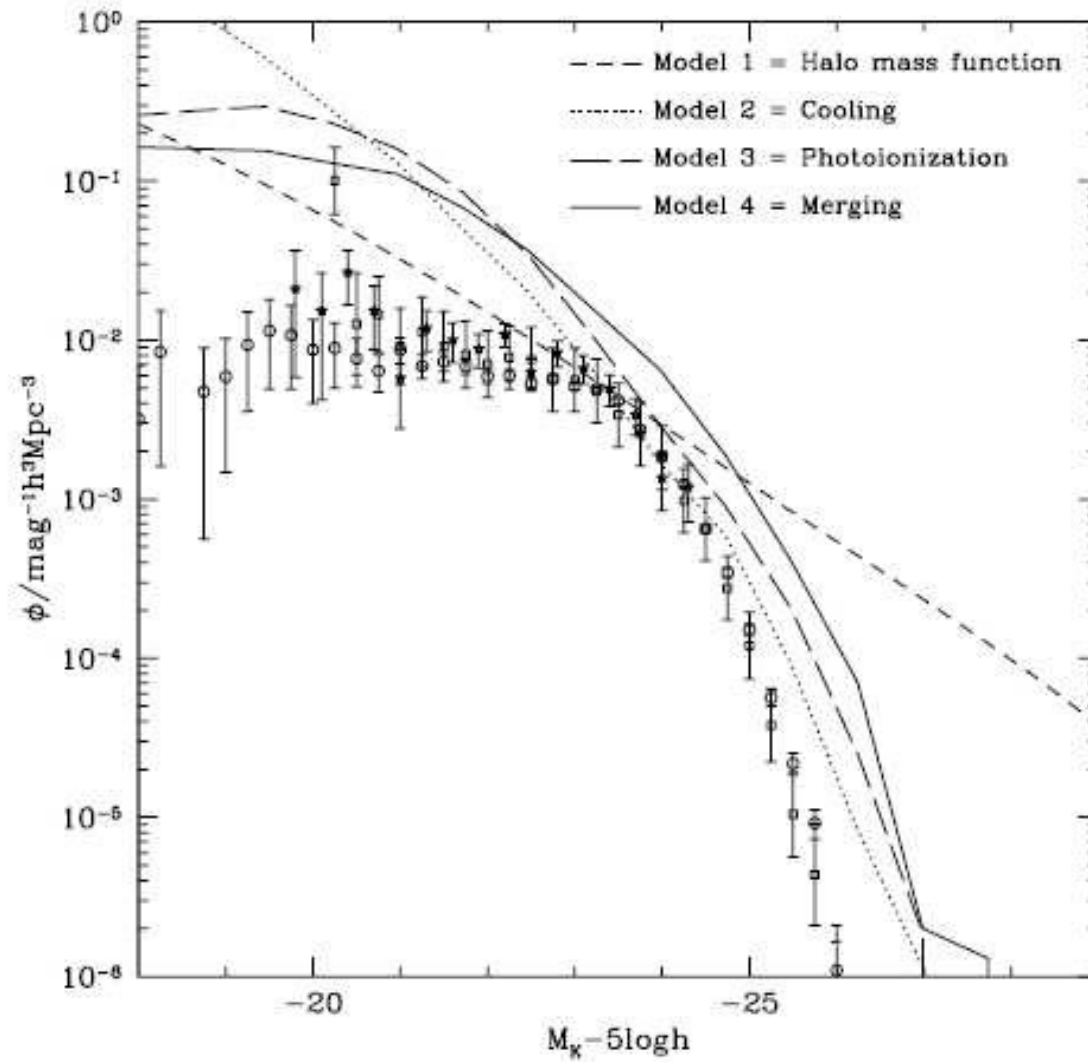
$$\Delta M_* = \frac{1}{1+\beta} M_{cold,0}$$

$$\Delta M_{hot} = \frac{\beta}{1+\beta} M_{cold,0}$$

銀河同士の合体が激しいと、  
小さい銀河が減り大きい銀河  
が増える

→合体のタイムスケール





Benson et al. (2003)

# ガス質量一光度比

星形成タイムスケールへの  
重要な制限

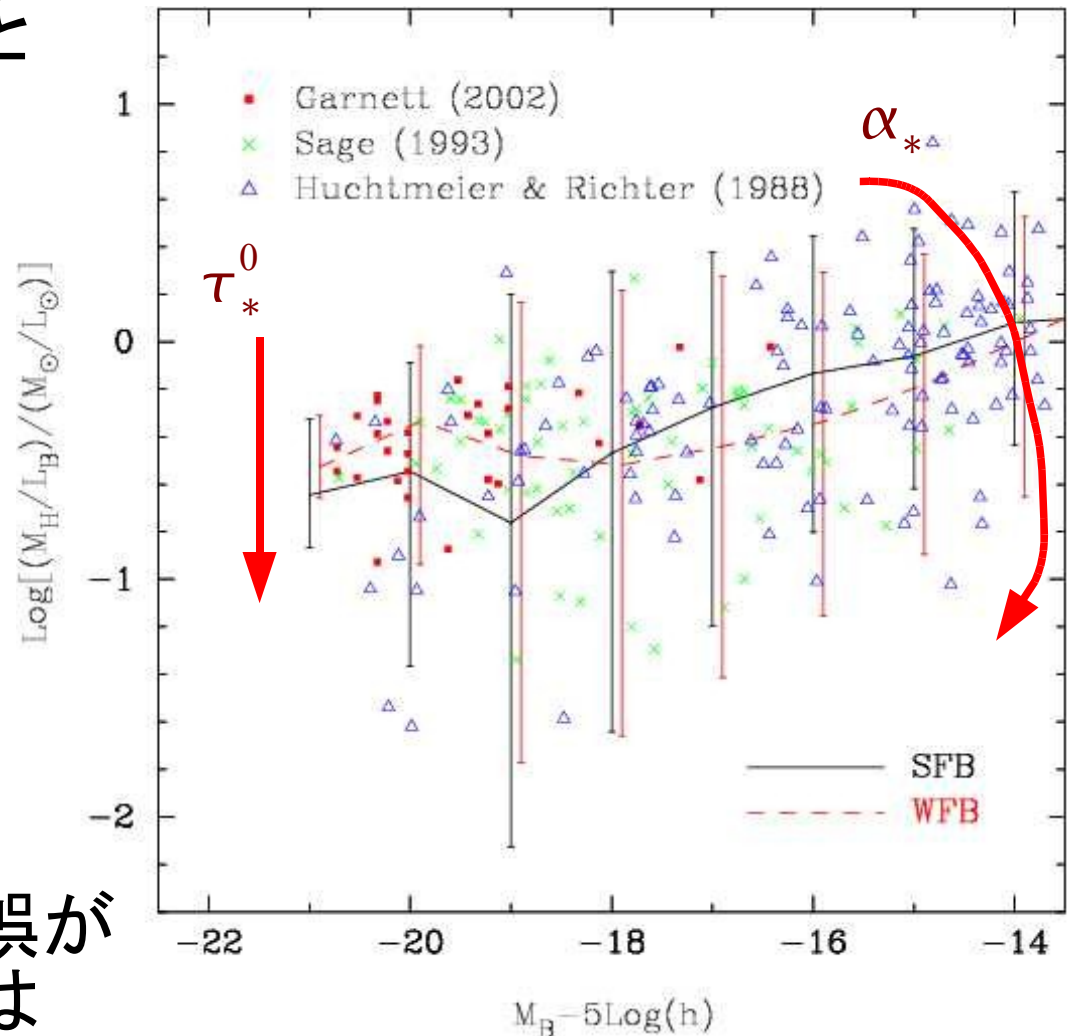
→速く星形成が起これると  
ガスの消費大

$$\tau_* = \tau_*^0 \left( \frac{V}{V_{hot}} \right)^{\alpha_*}$$

近傍渦巻き銀河の  
ガス質量一光度比

$$\tau = \tau_*^0 \left[ 1 + \left( \frac{V_{circ}}{V_{hot}} \right)^{\alpha_*} \right]$$

ただし、若干の試行錯誤が  
必要。そもそも星形成は  
よくわかっていない



# ディスクのサイズ

## ダークハローの角運動量分布

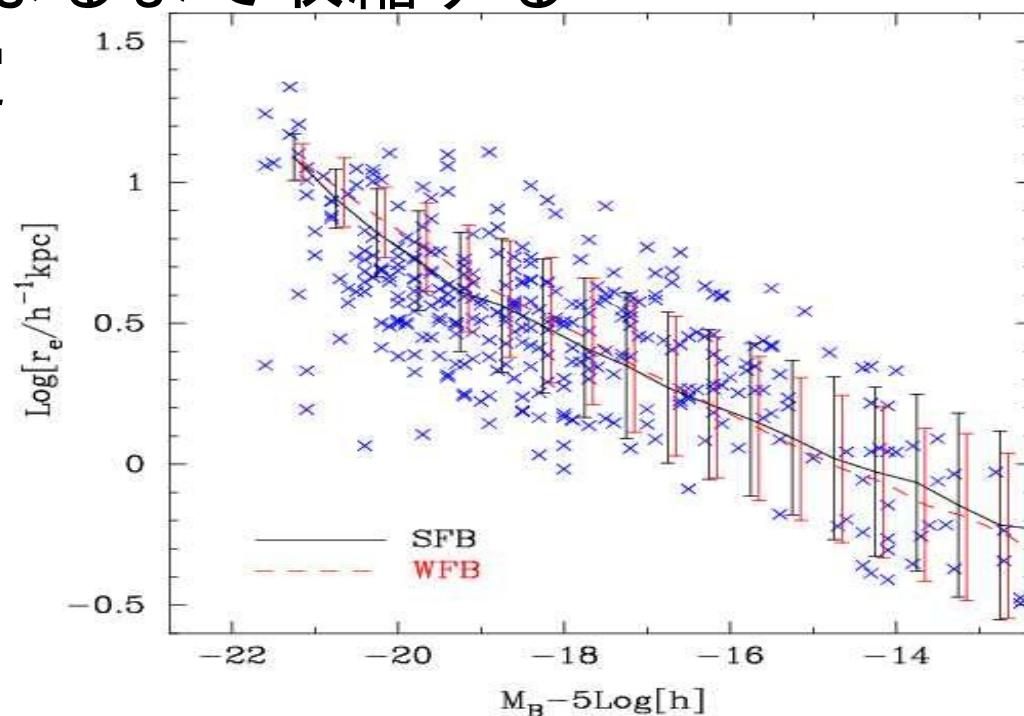
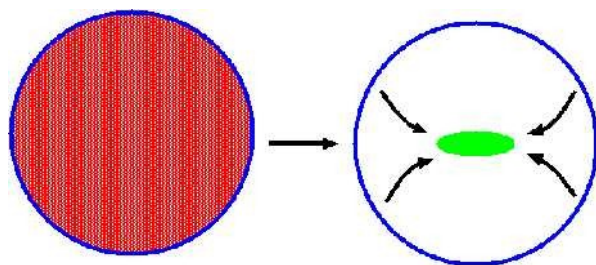
(large-scale structureが作る潮汐力場より計算される)

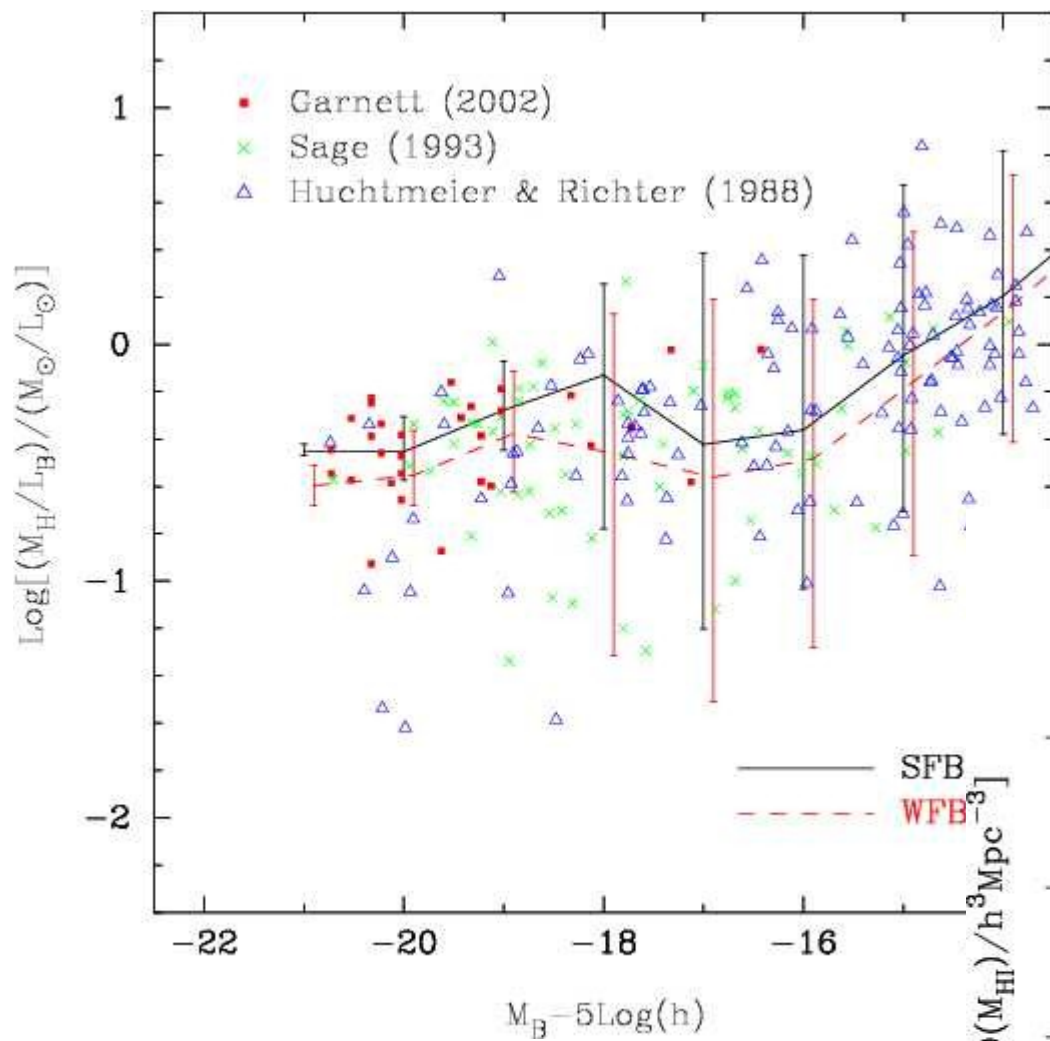
→ hot gas と dark matter の比角運動量は同じとする

→冷えるガスが角運動量を保存

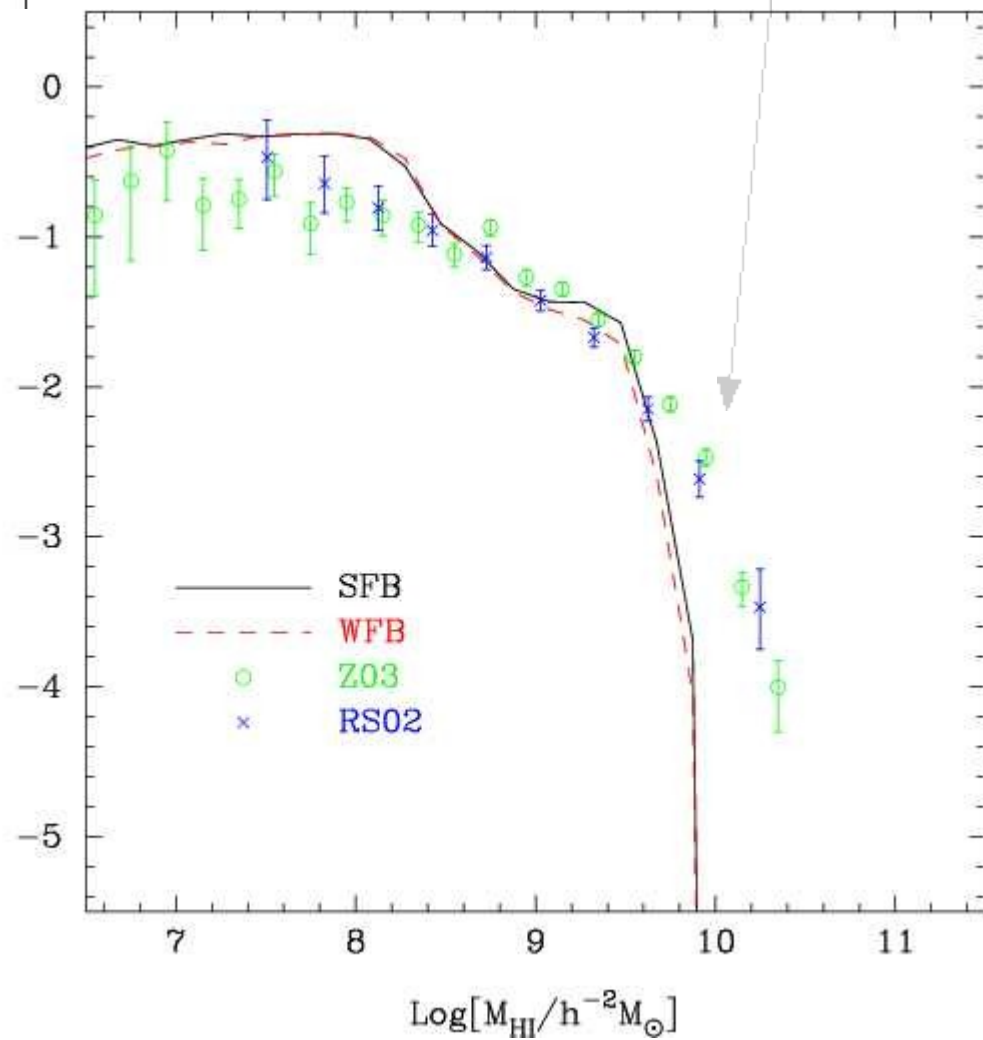
→rotation support になるまで収縮する

→ディスクのサイズ決定





楕円銀河が増えたため？



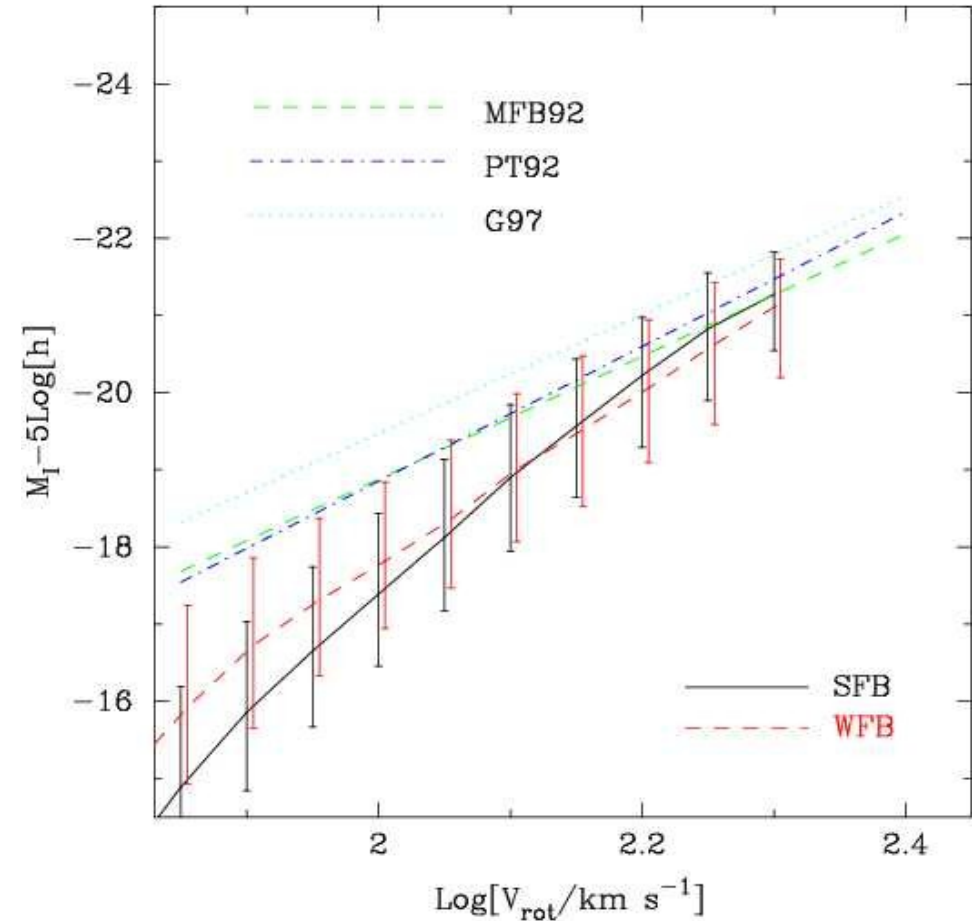
# Tully-Fisher 関係

明るい銀河については  
観測を良く再現する

ベキはフィードバックで  
決まる

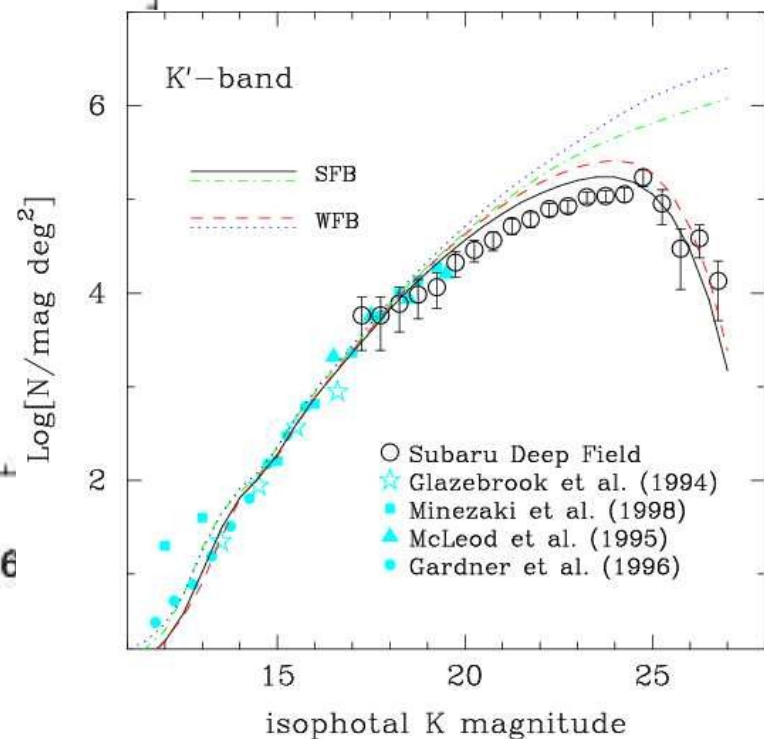
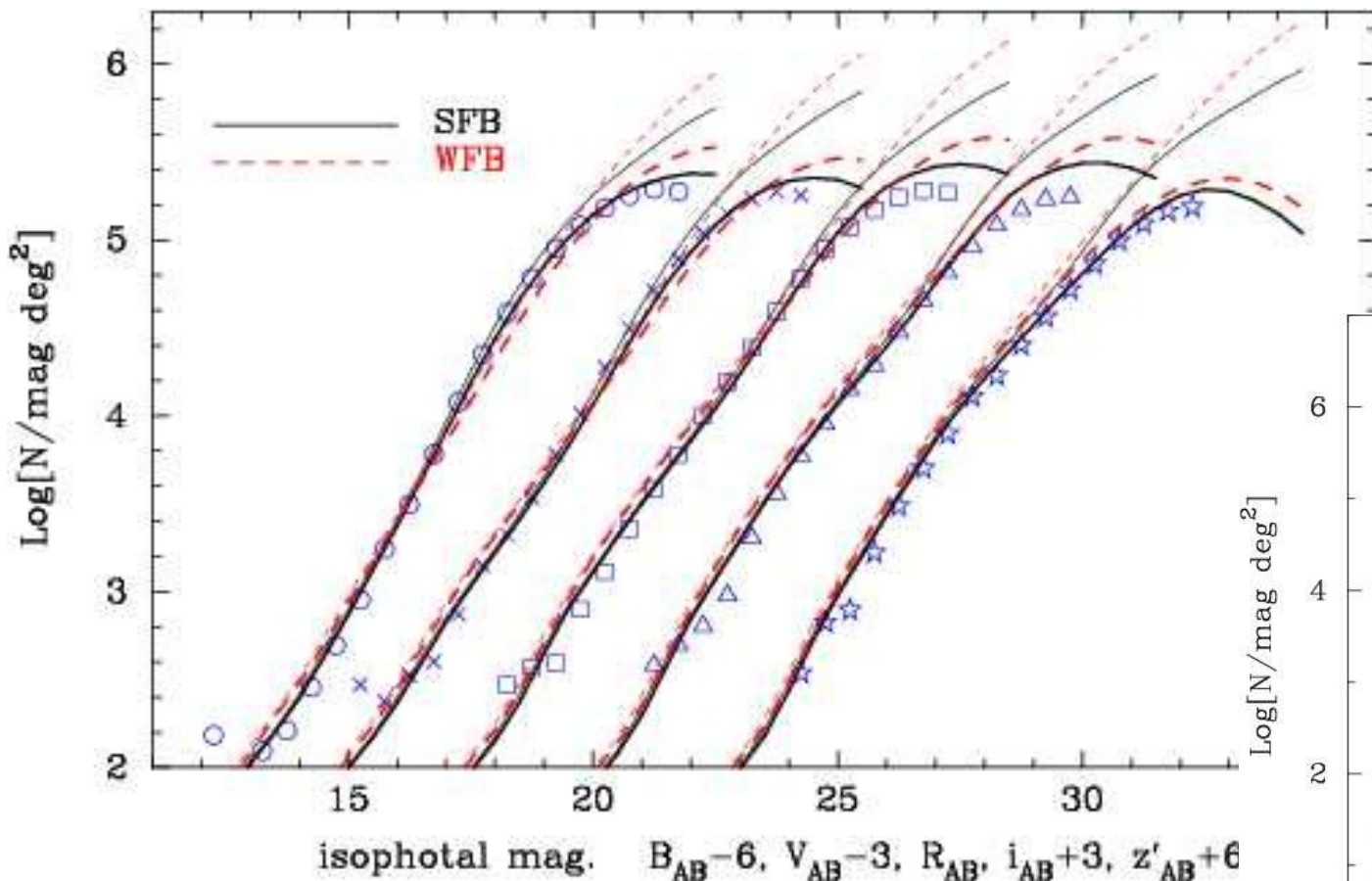
※暗い方ではベキが  
steep であるが、これに  
ついては現在改良を  
検討している  
(mass loss の効果を  
disk でも考える)

Koyama, Nagashima, Kakehata &  
Yoshii (2008) 参照



# 銀河計数(HDF,SDF)

単位立体角あたりの銀河の個数  
光度関数のz方向の積分



# high-z LF, z-dist.

HDF I-band の  
photo-z distribution

*Kashikawa et al. (2005)*

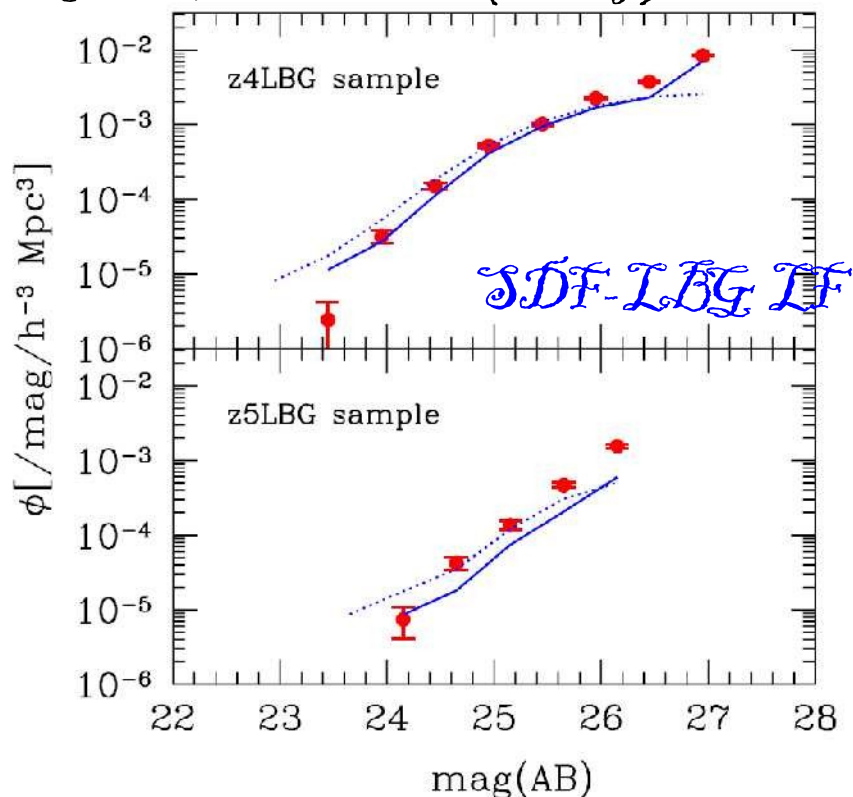
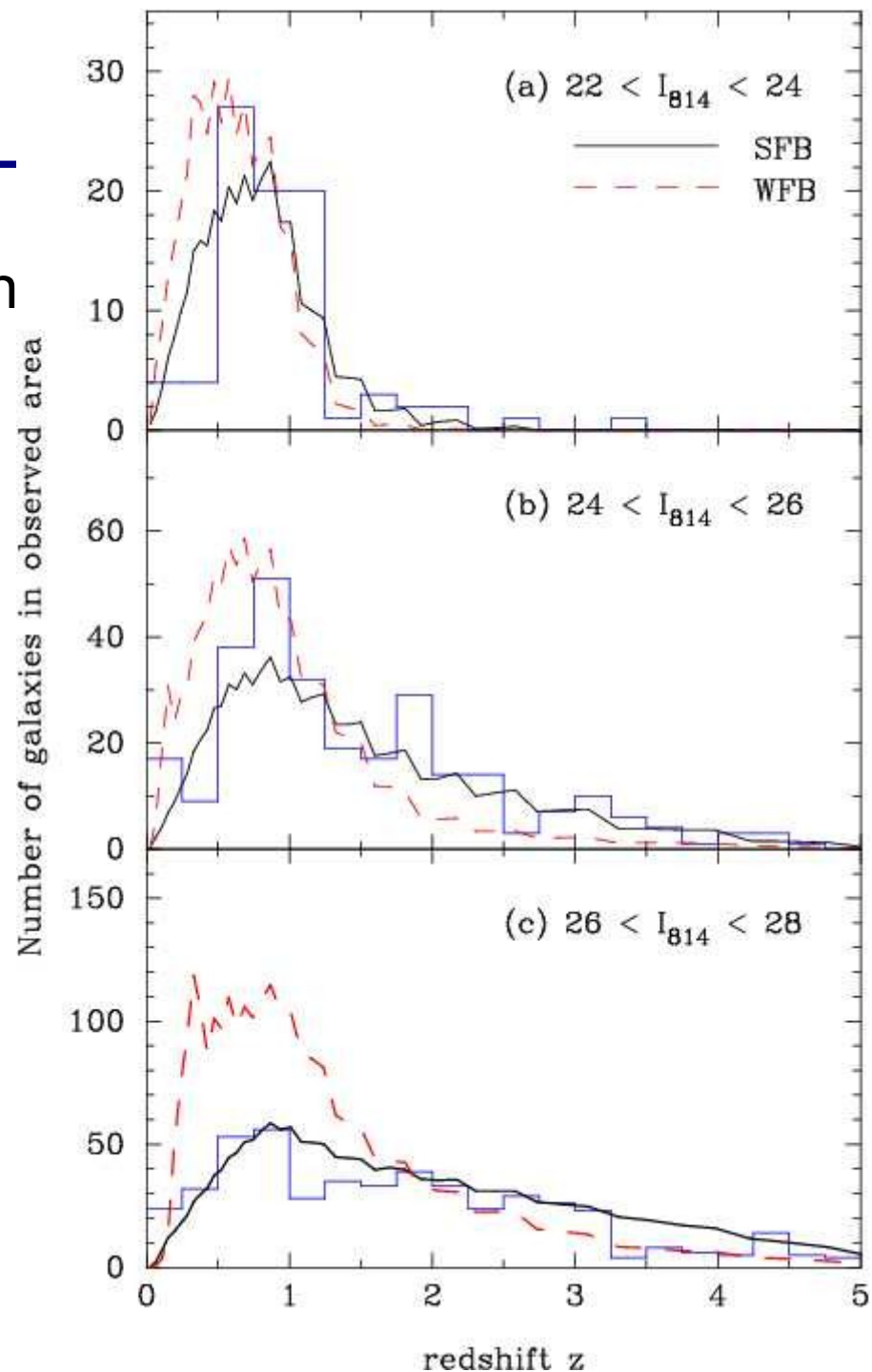
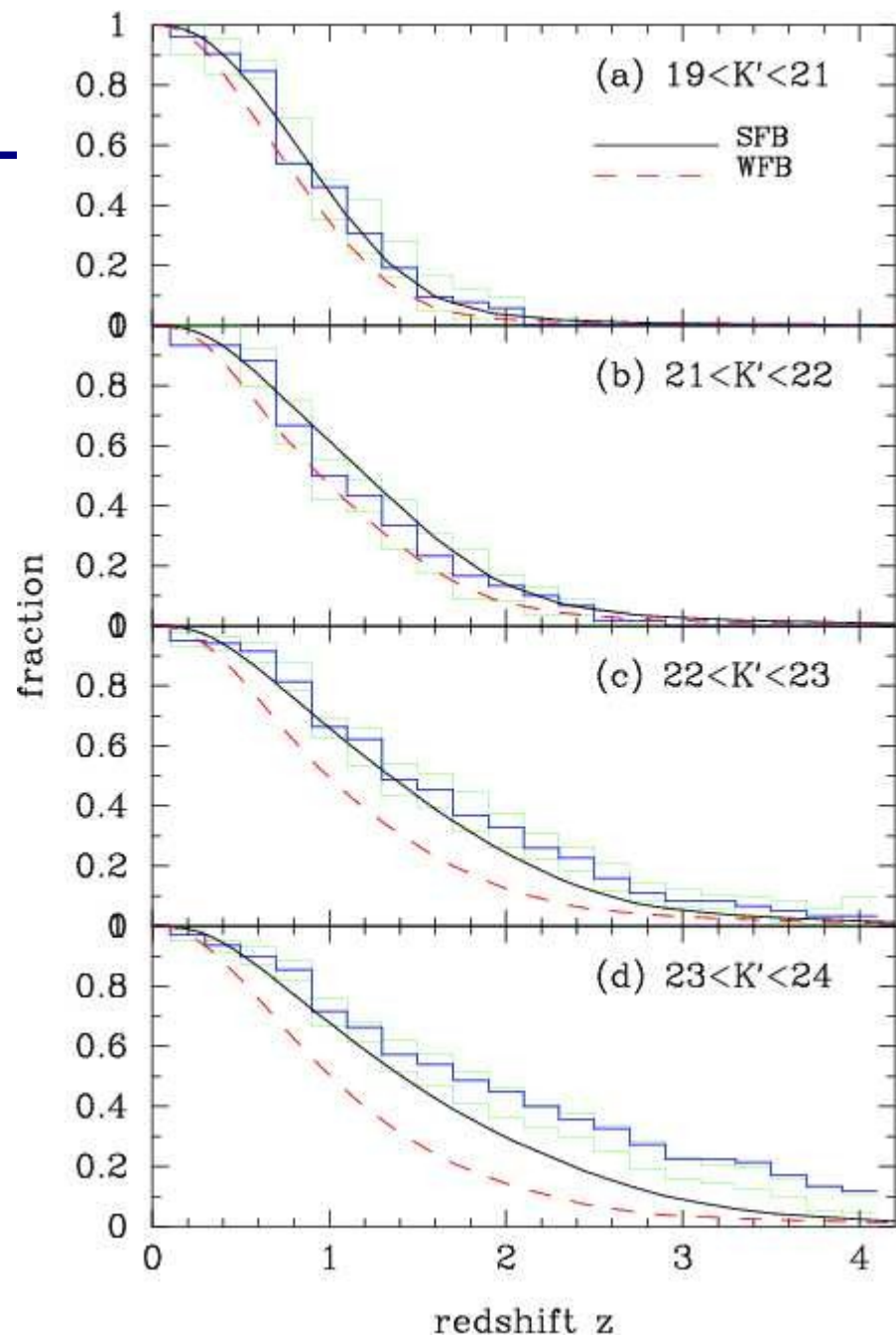
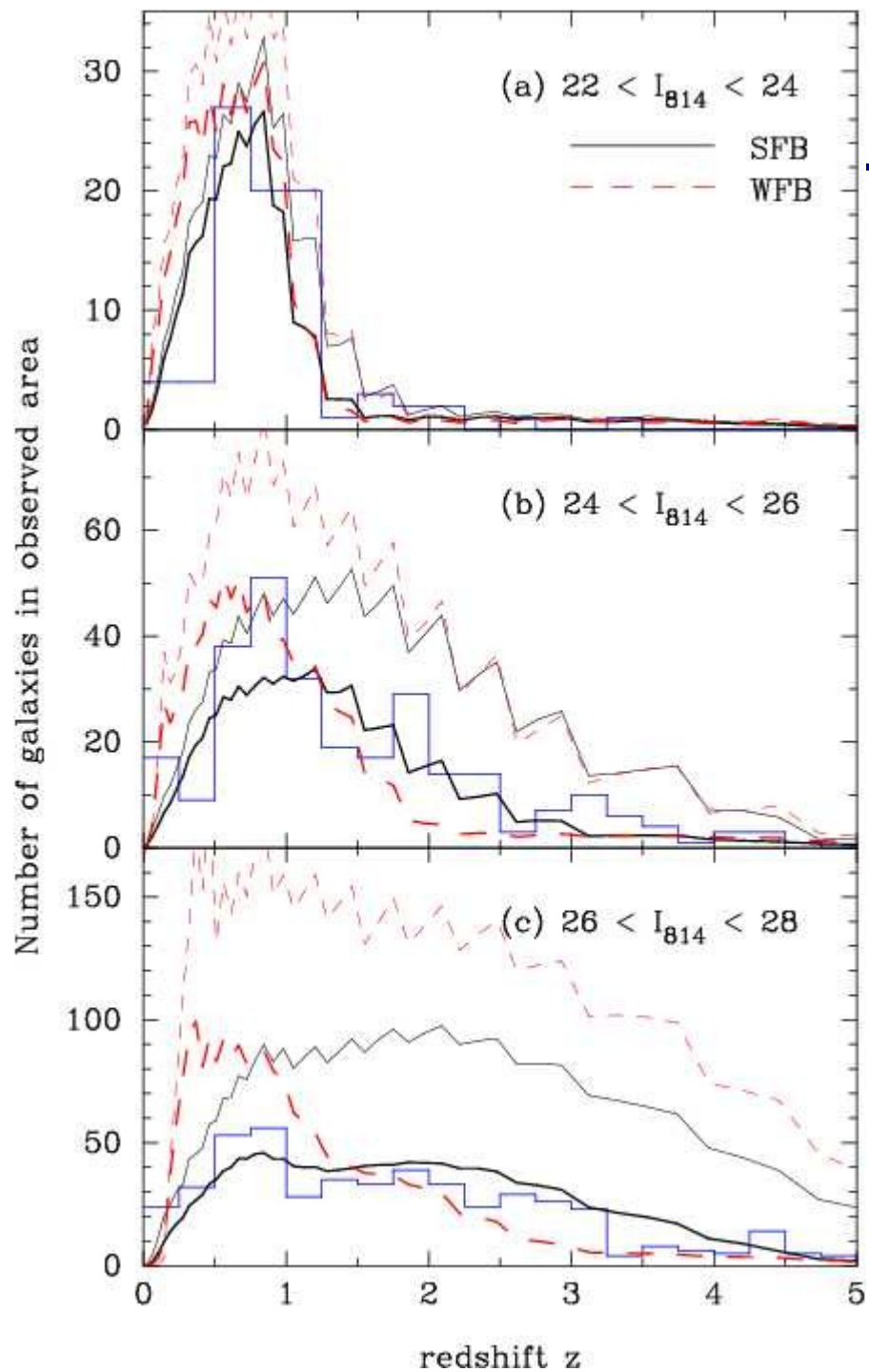


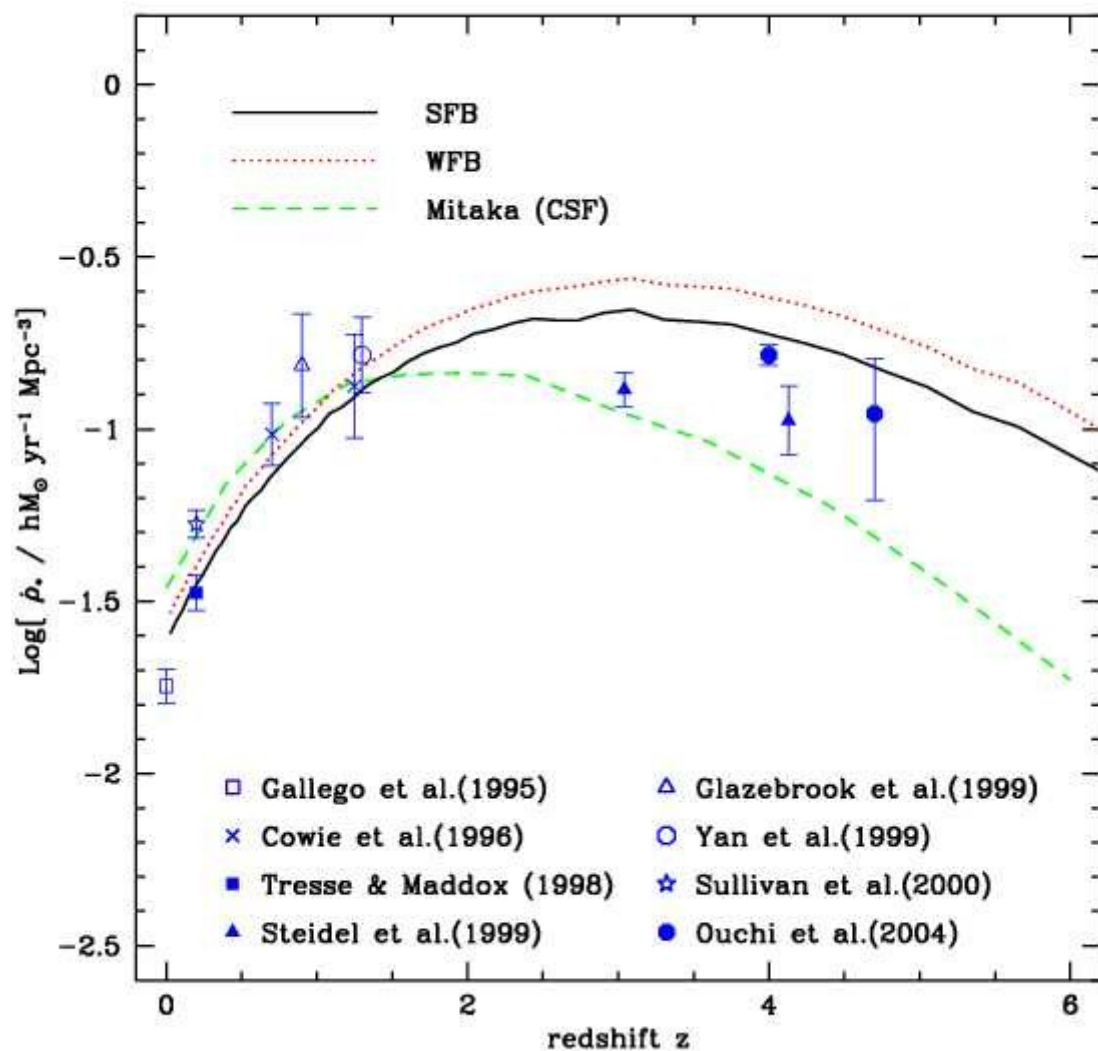
Fig. 2.— The comparison of the luminosity functions for LBGs at  $z \sim 4$  (upper panel) and  $z \sim 5$  (lower panel) between SDF observation by Yoshida et al. (2005) (red solid circles with error bars) and the predictions of  $\nu$ GC (blue lines). The solid lines denote the luminosity functions of COL-selected  $\nu$ GC LBG samples, while the dotted lines are those of SF-selected  $\nu$ GC LBG samples.



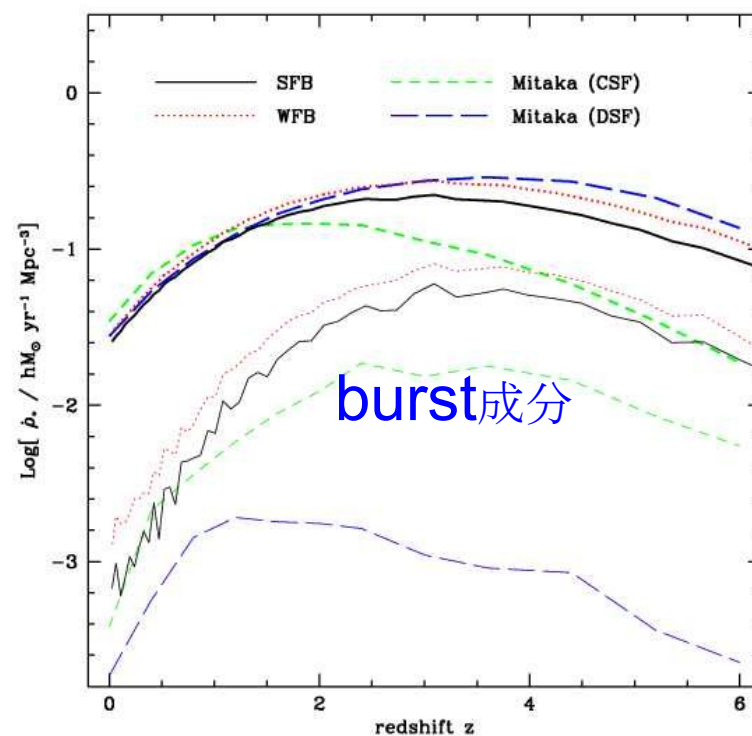




# Cosmic Star Formation History



CDM構造形成に基づけば、  
 どうやってもまあ  
 大体再現する



high- $z$  では burst からの SFR が増える  
 → SN rate, GRB rate などとの関係?

# 残された課題

- IMFと化学組成進化
- down sizing
- (Lyman alpha Emitters)
- QSO吸収線系
- gas cooling within massive haloes
- (QSO/AGN and supermassive BHs)

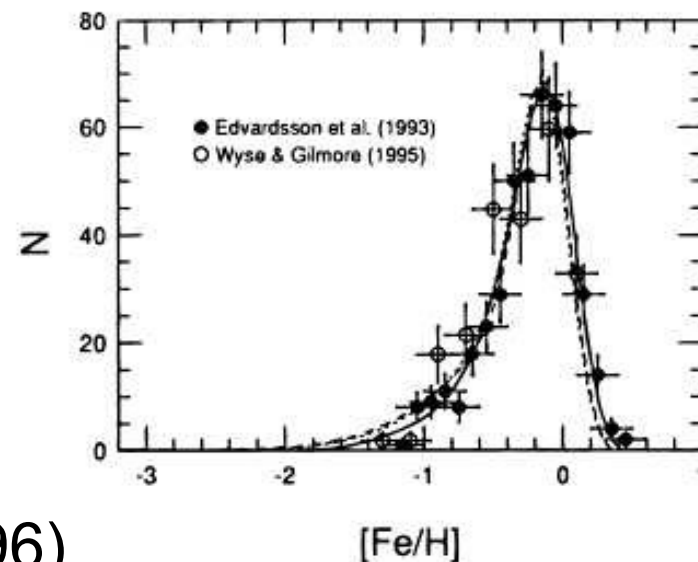
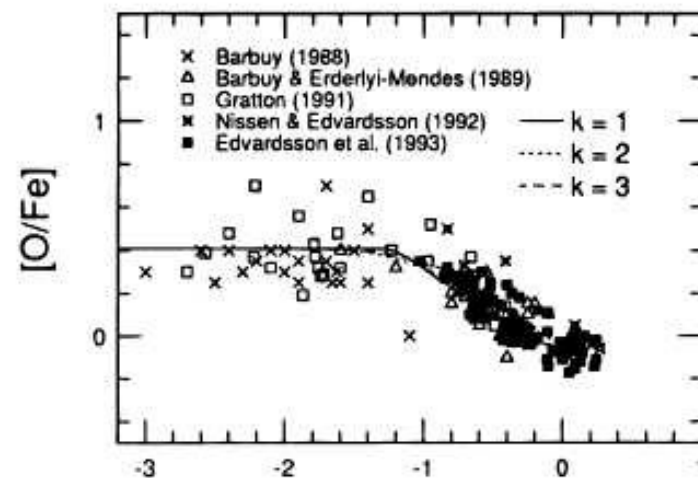
# 銀河系と矮小楕円銀河の化学進化

---

- 吸収線系と矮小銀河は密接な関係があると予想される→大越講演
- 近傍矮小銀河の星の重元素量が観測されつつある
- 銀河形成への重要な制限となり得る

# なにが問題か (1)

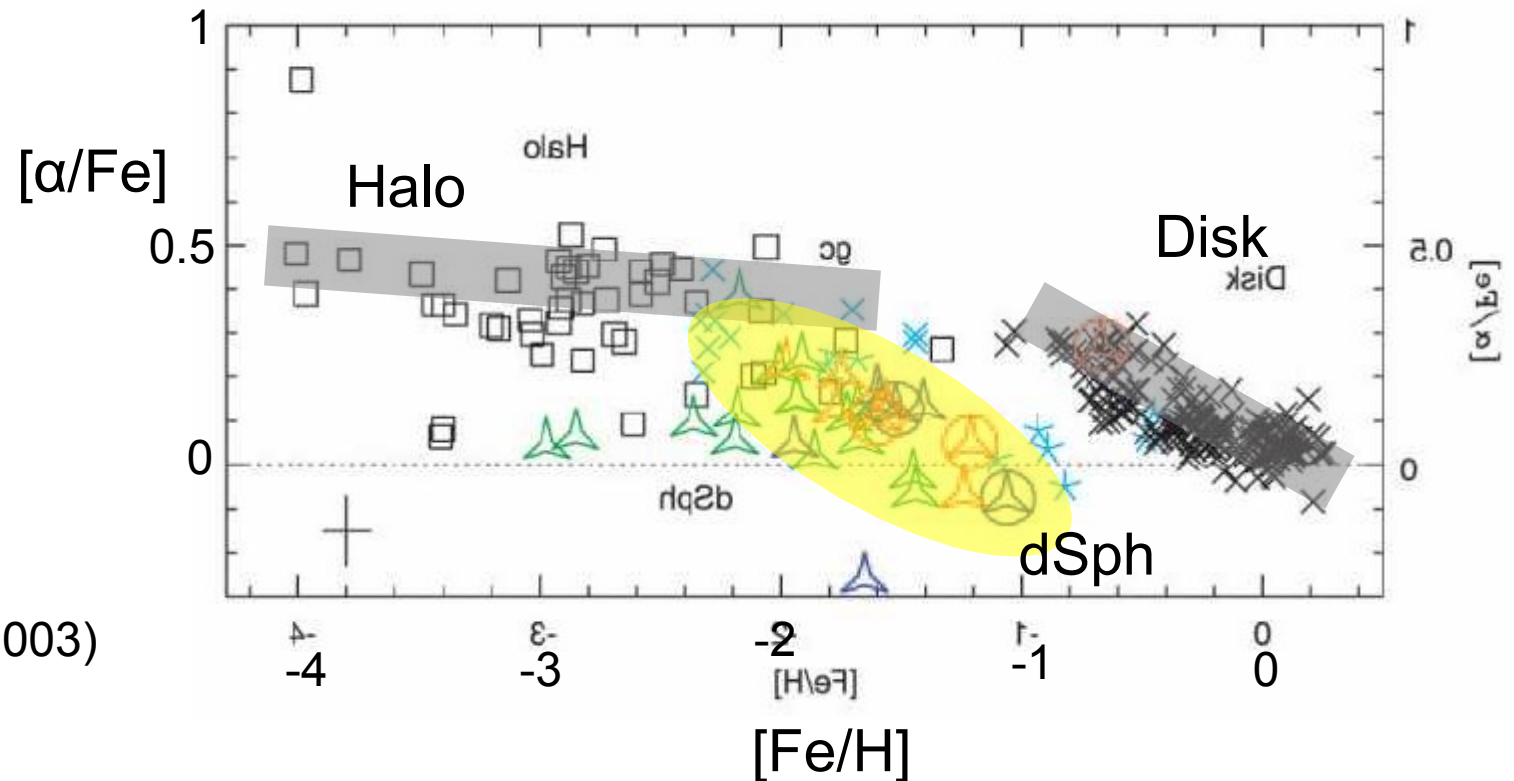
- Milky Way disc stars
  - **G-dwarf problem**: closed-box model は金属欠乏性を過大に生成
  - infall term を加えることによって、通常は解決される (ガスがゆっくり降着)
  - infall term の起源は？



Yoshii, Tsujimoto & Nomoto (1996; YTN96)

## なにが問題か (2)

- 矮小楕円銀河(dwarf spheroidal galaxies; dSph)
  - $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -1.5$  かつ low- $[\text{O}/\text{Fe}]$  の星が多い？
- 矮小銀河は本当に銀河系の building block か？

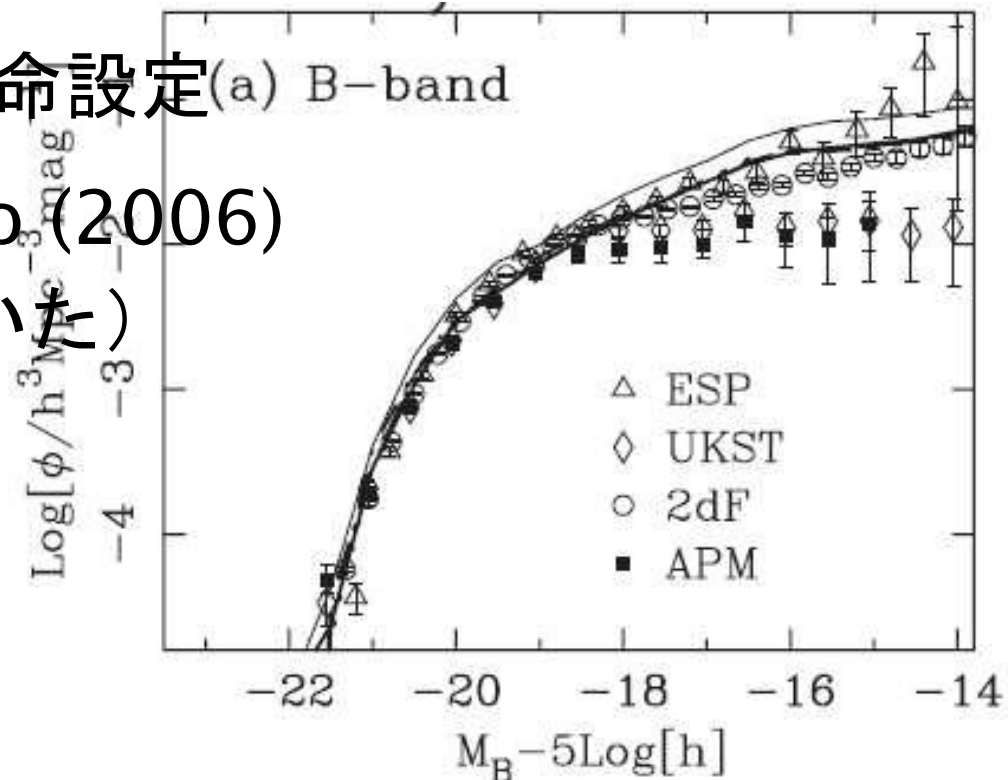


Tolstoy et al.(2003)

# 三鷹モデル with SNIa

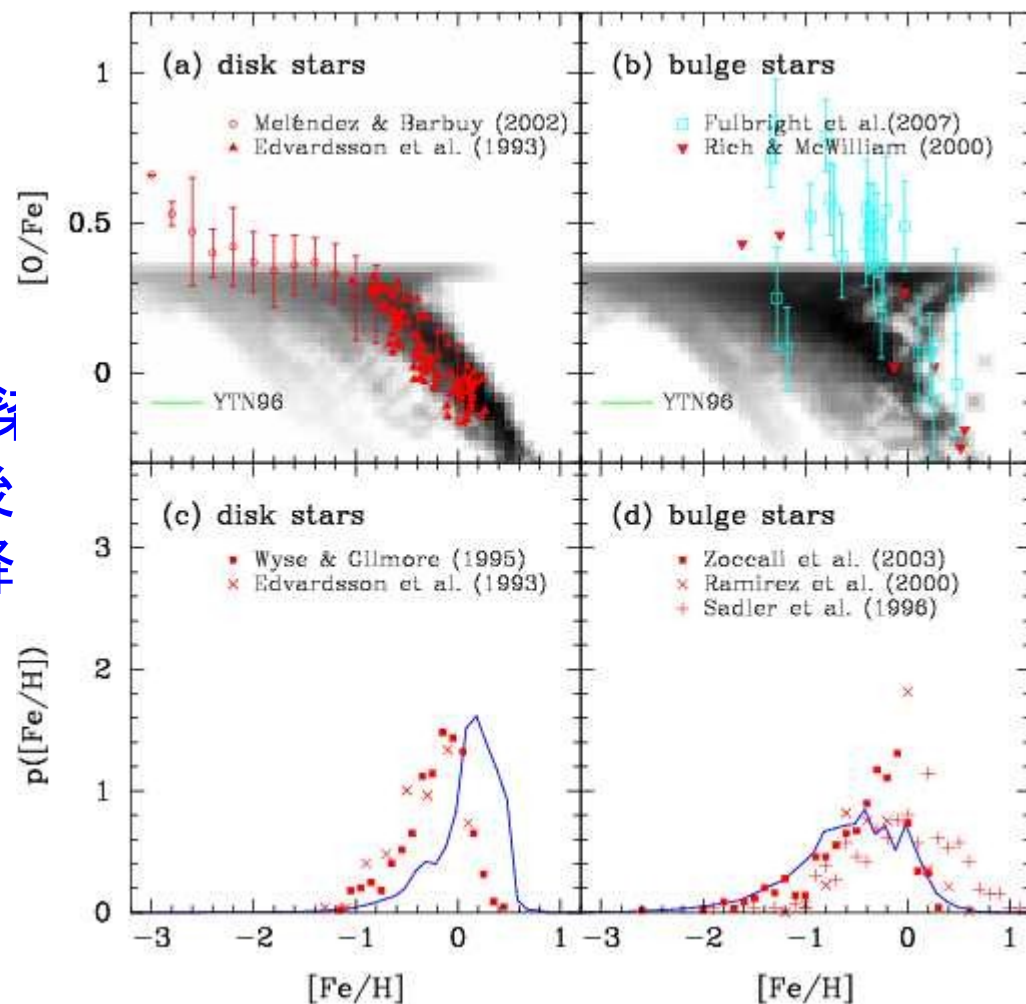
- 銀河形成モデル (Nagashima & Yoshii 2004)、ただしN体ではなくPress-Schechterを使う
  - 多くの観測を再現できる (vGC同様)
- Ia型超新星(SNe Ia)による重元素汚染過程を追加

- IMFに応じてSNe Iaの寿命設定
- Nagashima & Okamoto (2006)の拡張 (1.5Gyrにしていた)



# Milky Way (disc/bulge)

- $V_c=220\text{km/s}$ のダークハローの中心銀河
- MW的銀河を見つける
  - 回転速度、 I-band mag.
- 10個のMW的銀河の平均
- G-dwarf問題は解決される
  - SNe II によりガスは汚染されて吹き飛ばされ、後から冷却によって再び降着

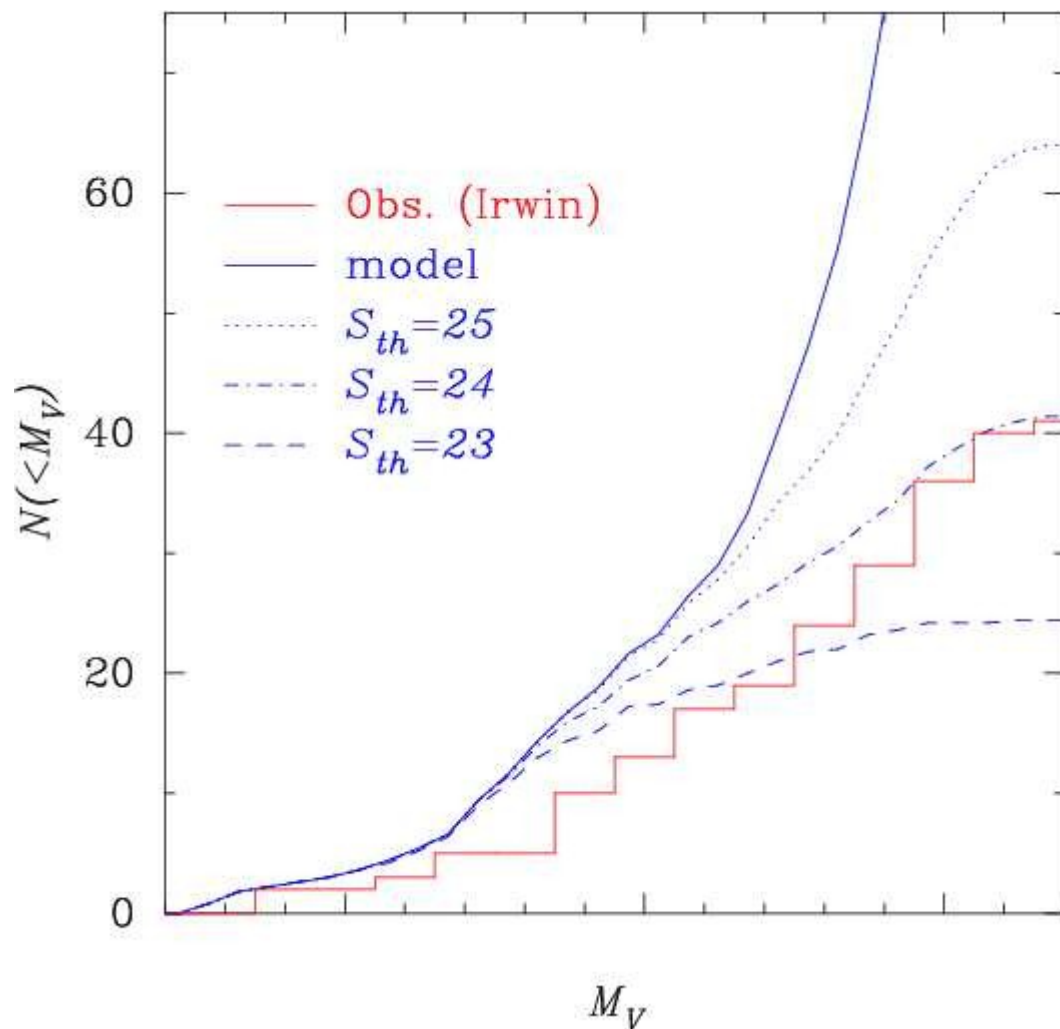


slight difference remains because of the preliminary results



# Luminosity Function in a Local Group

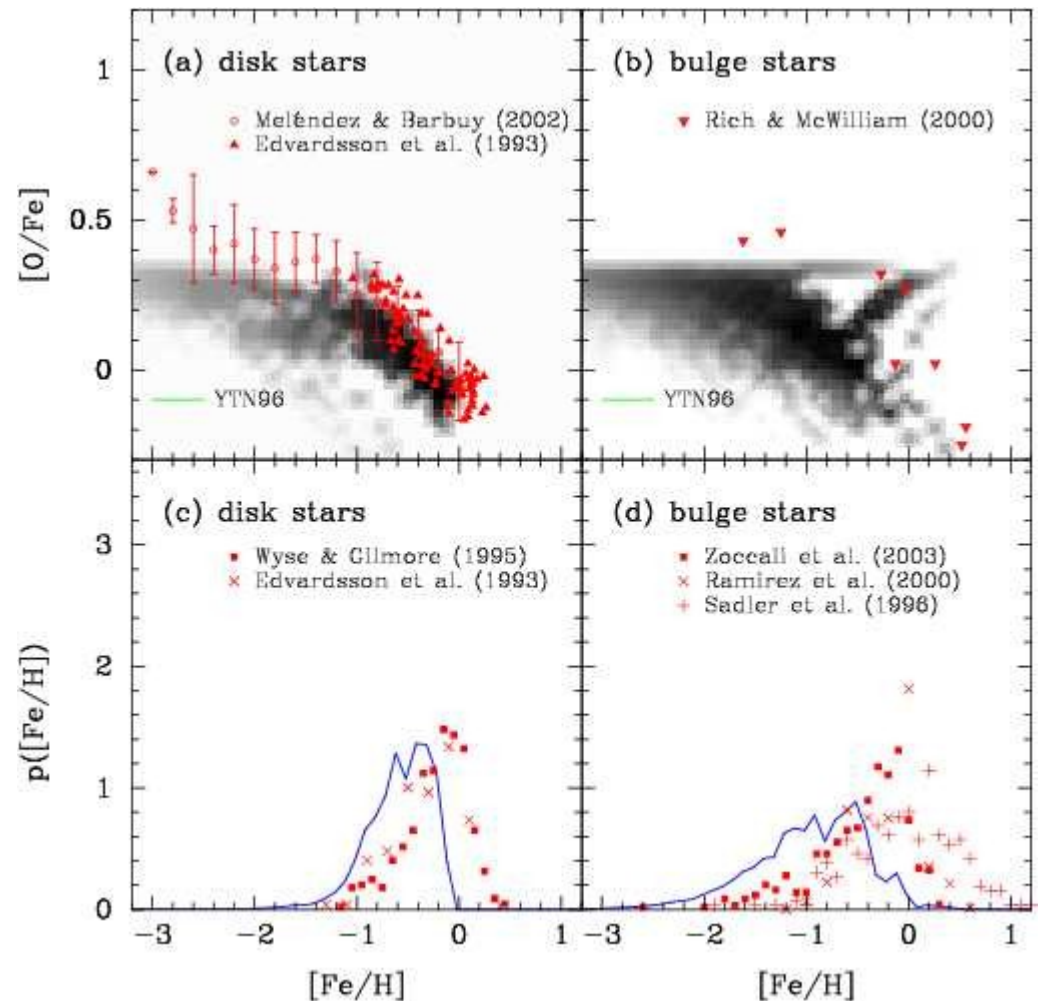
- **SN-feedback** が矮小銀河形成を抑制
- low-surface brightness銀河の数え落としとして光度関数は説明可能



# SN feedback: key to dSphs' metallicity

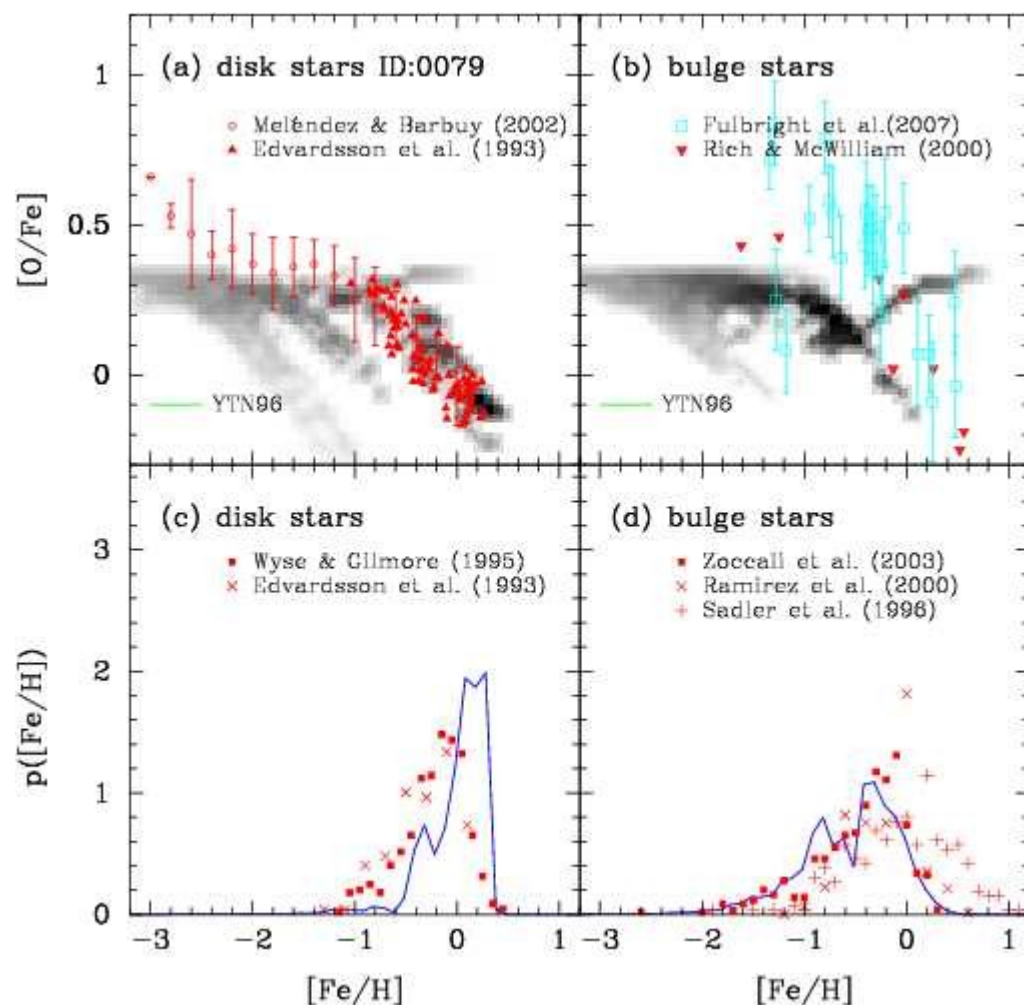
- SN feedback は metallicity を減じる
  - enriched gas を吹き飛ばすため

16 times stronger SN feedback  
than the fiducial model



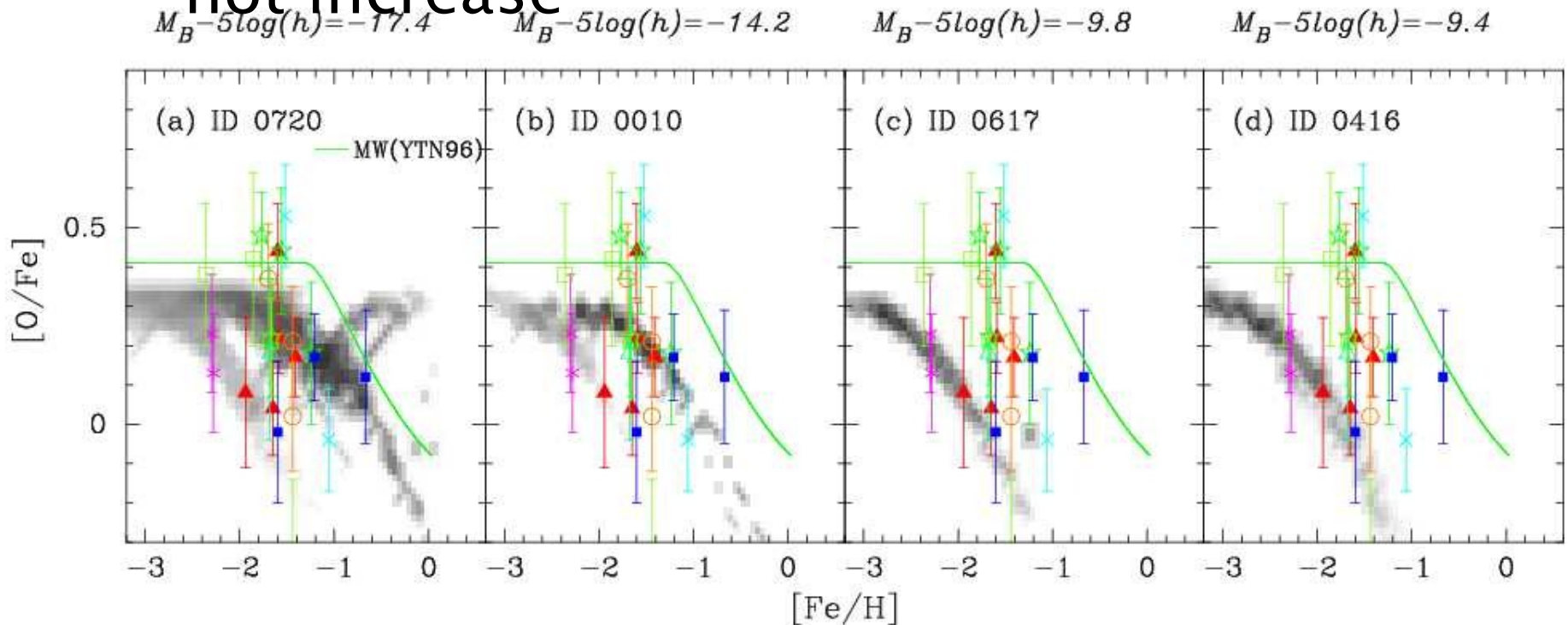
# One MW-like galaxy

- ある一つのMW的銀河と同じダークハローにある satellite 銀河を調べる



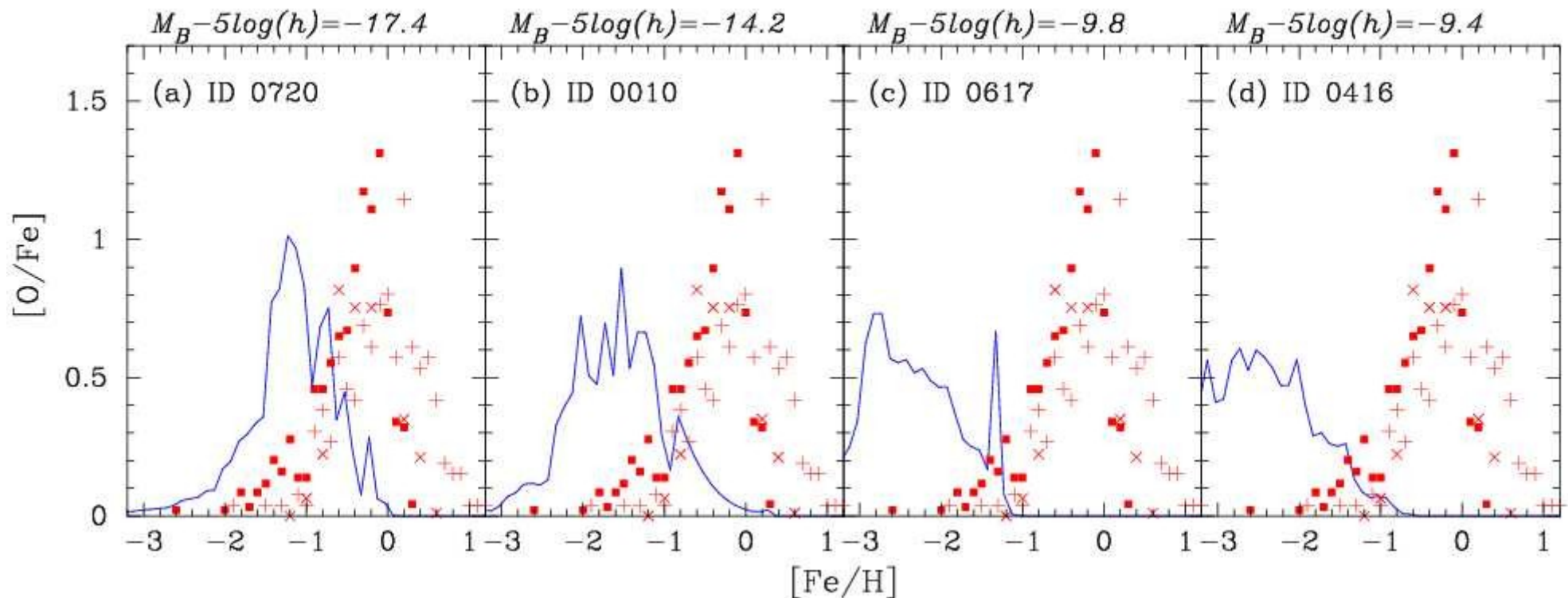
# dwarf spheroidals

- picking out dSph' around the MW-like galaxy
- they show similar tendencies to obs.
- SN-feedback
  - blows out enriched gas, so metallicity does not increase



# Metallicity Distribution Function (MDF)

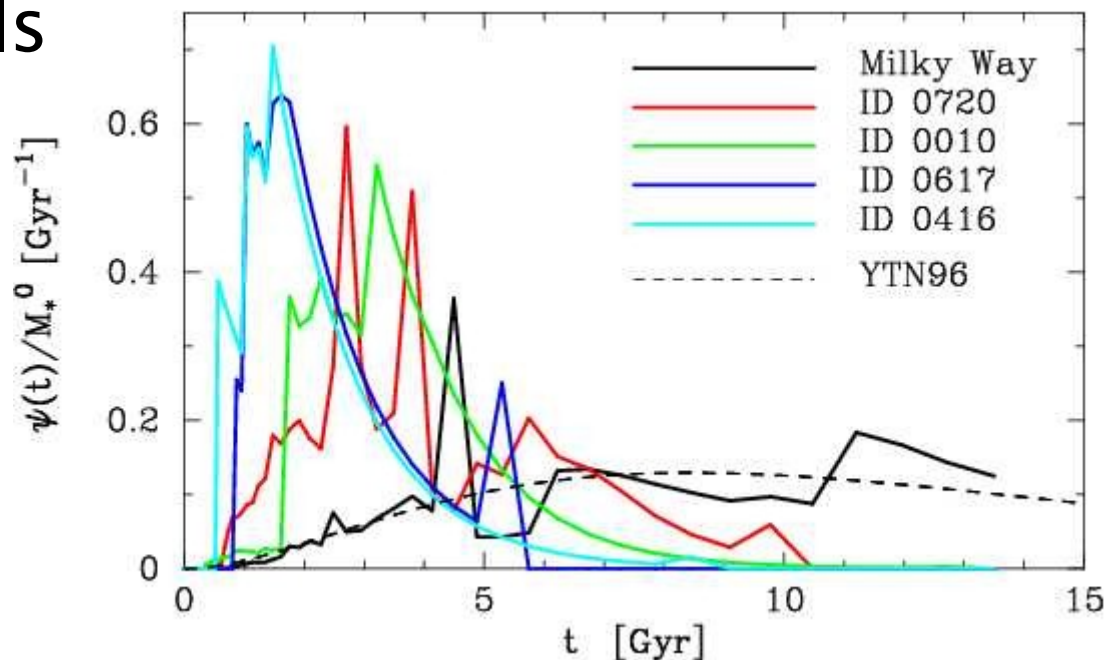
- Clearly they are metal-poor
- Effective chemical yields become  $p \rightarrow p \alpha / (\alpha + \beta)$  when  $\dot{M}_{hot} = \beta \psi$
- Dwarfs have shallow grav. pot. wells: large  $\beta \gg 1$



# Star formation histories

- dSph's stops forming stars at redshifts higher than MW's
- After entering into MW-halo, dSph's do not accrete fresh gas
- All gas is exhausted by major merger which produce spheroidals

Infall term の起源

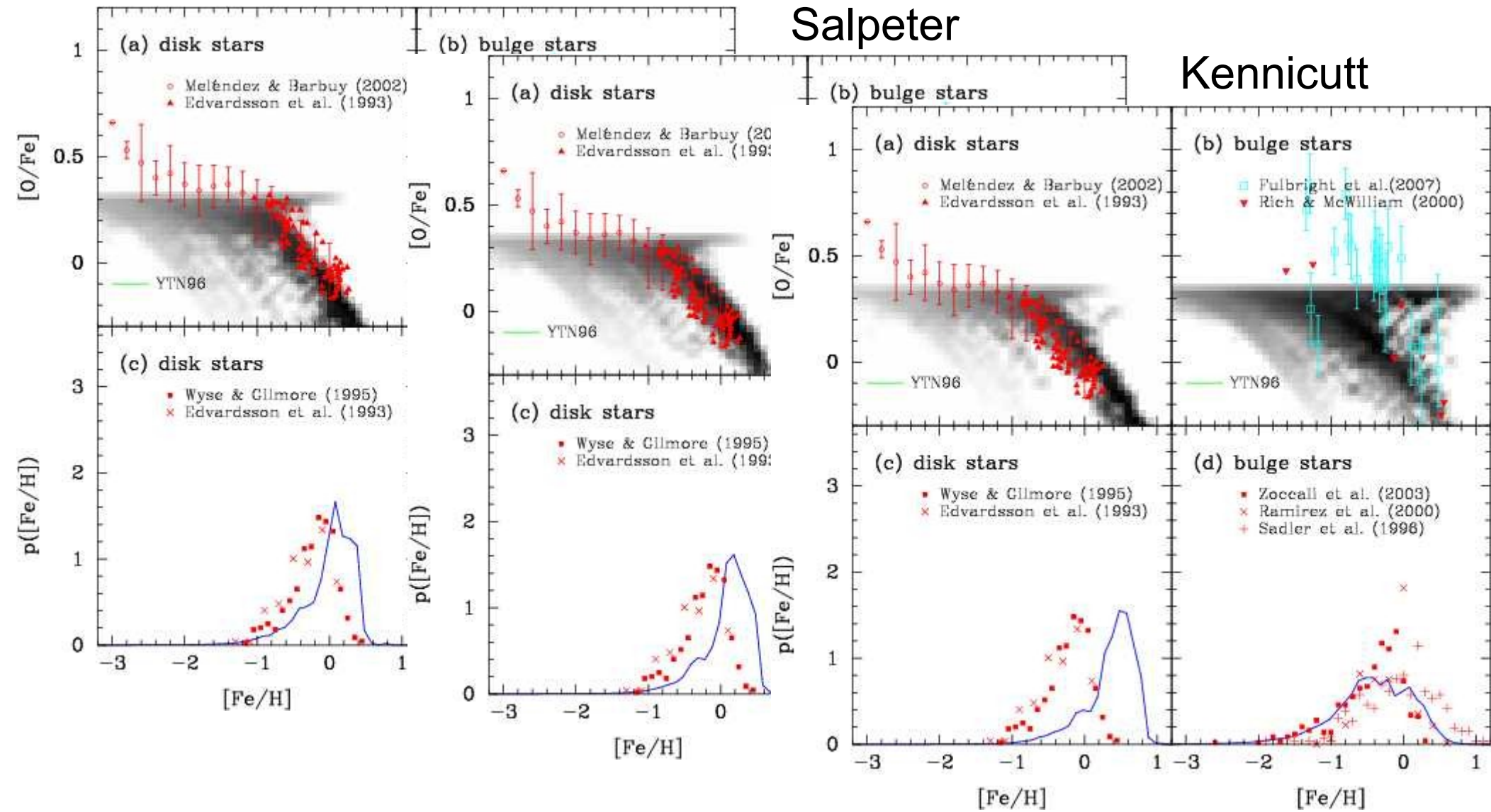


# IMFs

Kroupa

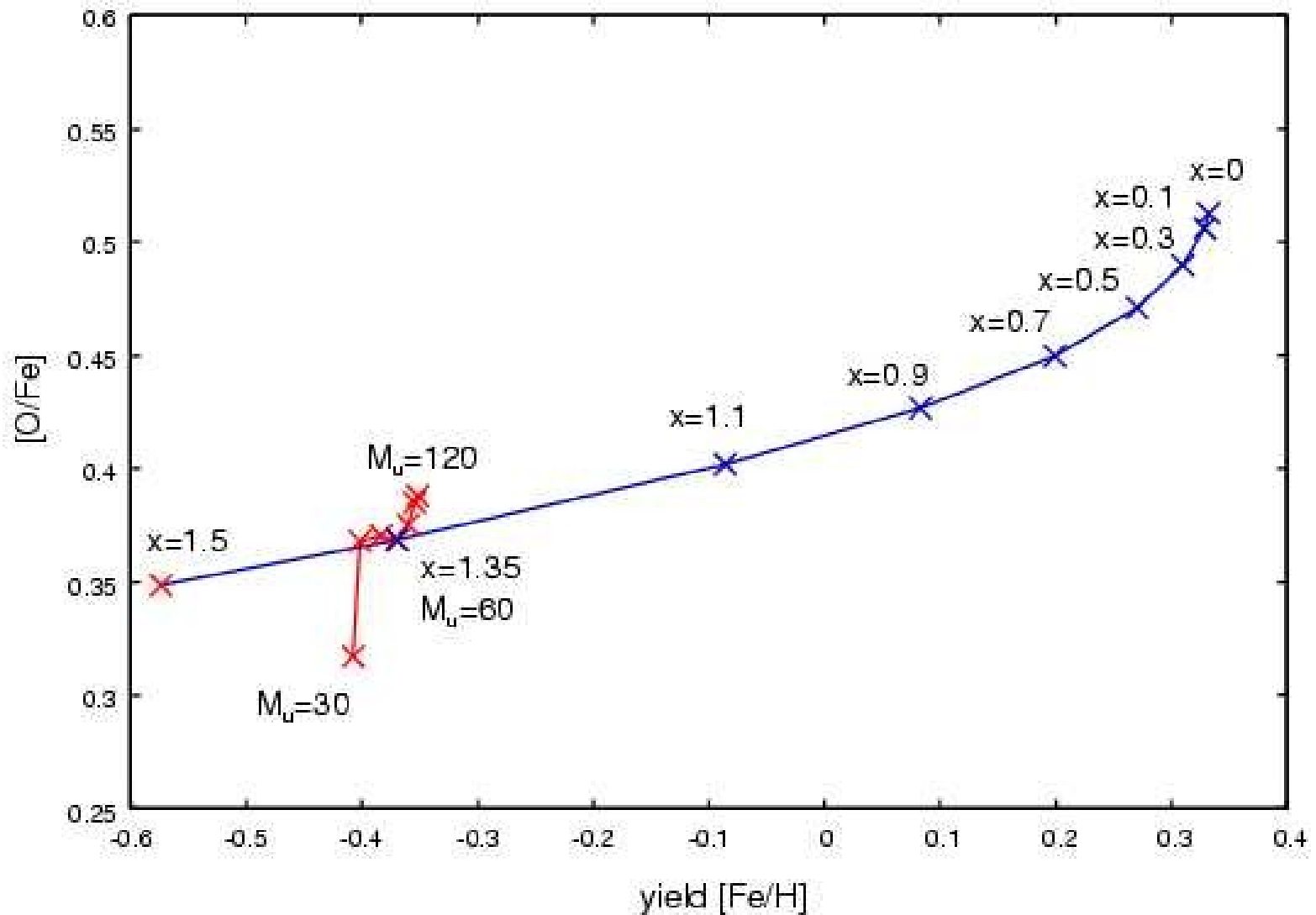
Salpeter

Kennicutt



# Slope and Upper-mass

- dependence of chemical yields on slope  $x$  and upper mass of IMF





# IMF in starburst

---

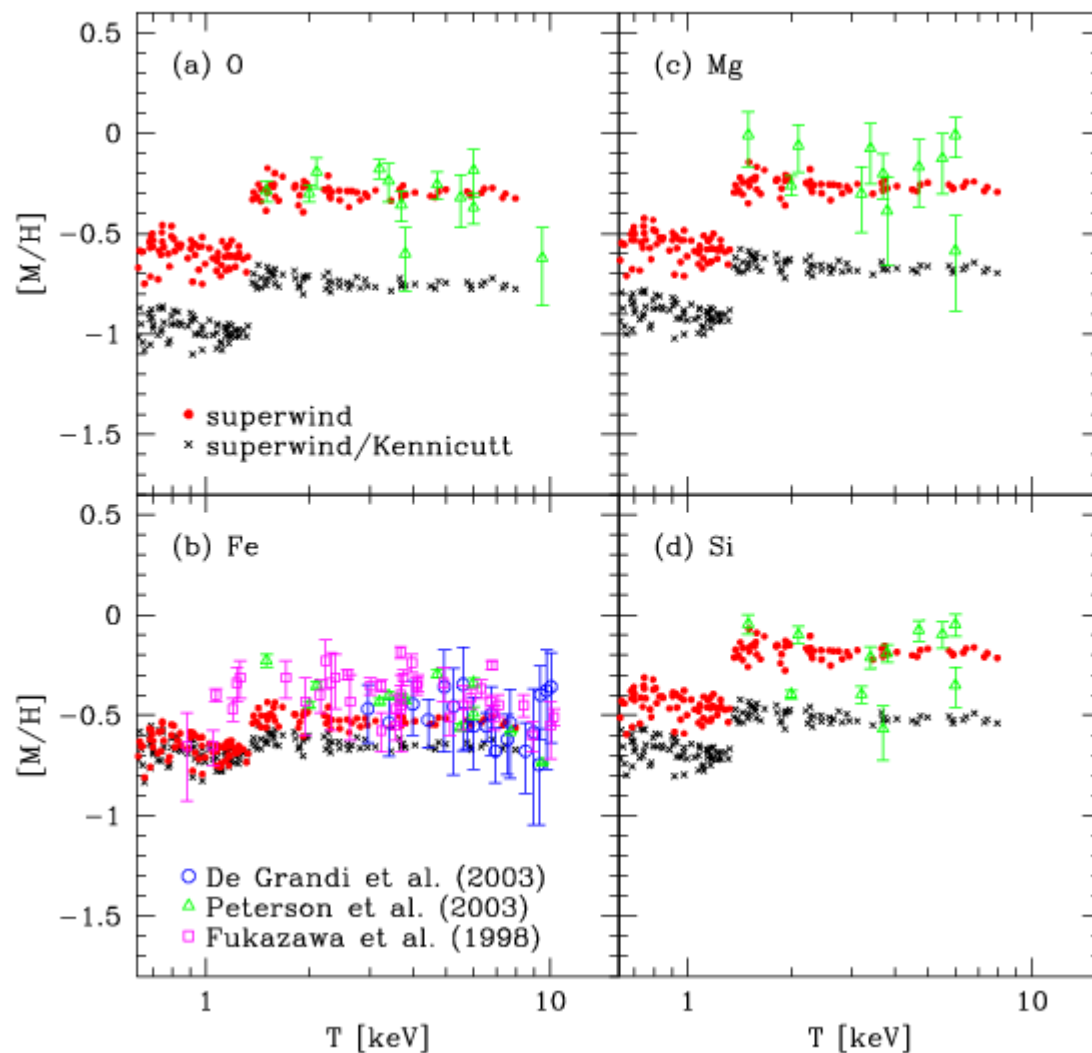
- IMF during starburst might be top-heavy
  - observations: ie M82
  - models: 銀河団ガスや巨大楕円銀河は $\alpha$ 元素が多い (Nagashima et al. 2005a,b), sub-mm 銀河カウントはダスト量大を示唆 (Baugh et al. 2005)
  - Arimoto & Yoshii (1986) は観測される楕円銀河の色から、Salpeterよりtop-heavyであると示唆
- dSph's もスターバーストでできただろう
- 星の $[\alpha/\text{Fe}]$  はSN-feedbackで低くできる
  - 他の可能性を排除するものではない

# ICM metal abundances (superwind)

Burst時にtop-heavy IMFを入れることで、観測を再現 (Durham の GALFORM)

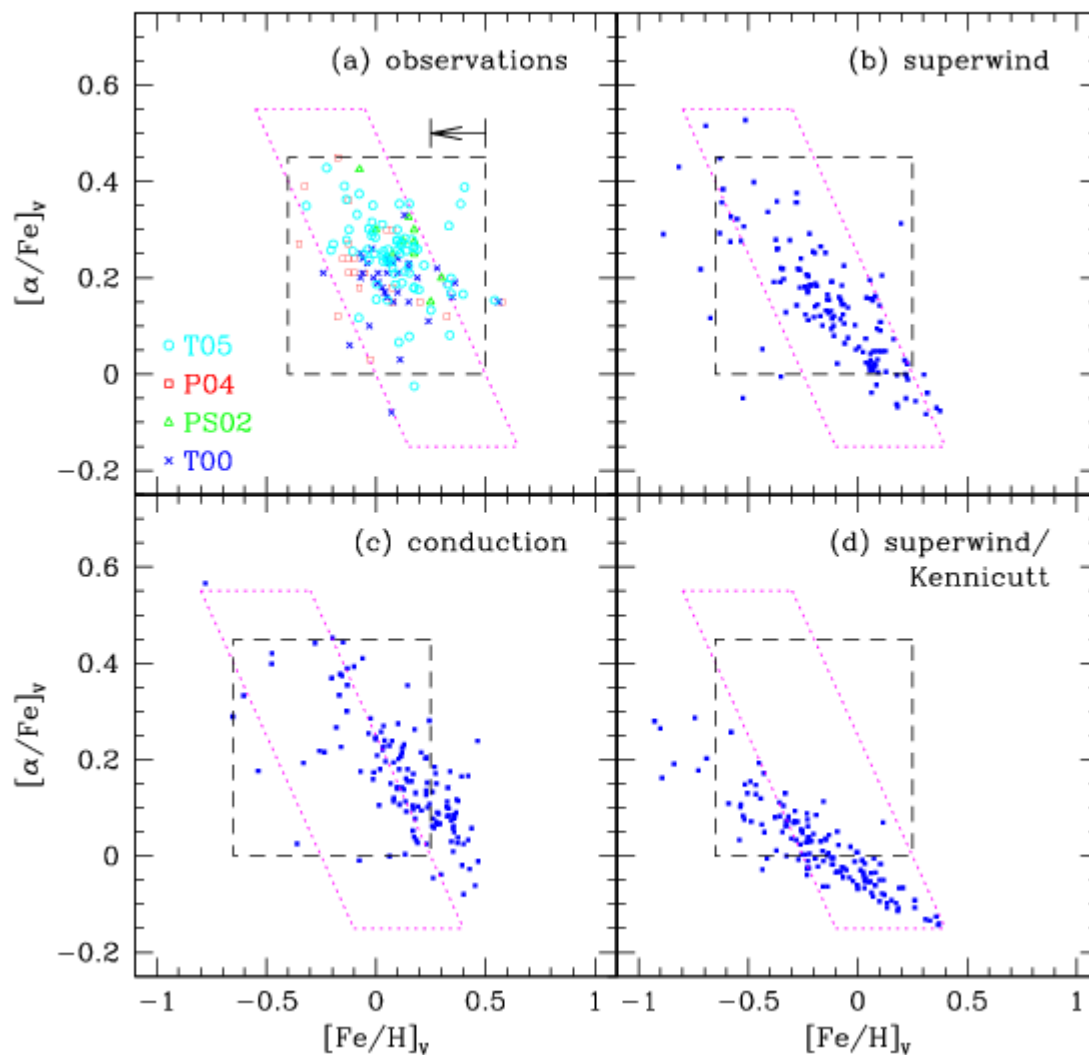
※top-heavy IMFだと massive stars 多い → 重元素が多くなる

観測データは重元素勾配を補正 (中心付近の metallicity のデータを、典型的な勾配を仮定し、全体での平均値に補正)



# [ $\alpha$ /Fe] vs [Fe/H] in ellipticals

- 明らかに「top-heavy IMF なし」は合わない



# IMFと $[\alpha/\text{Fe}]$

---

- IMFがtop-heavyだと、 $\alpha$ 元素は増える
  - 単純に、単位質量当たりの超新星の数が増える
- $[\alpha/\text{Fe}]$ は slope or upper-mass に依る（II型）
  - 超新星爆発を起こすもの( $>8M_{\text{sun}}$ )のうち、大質量と小質量の星の個数比で決まる
  - flatter, or higher upper-mass  $\rightarrow$  larger  $[\alpha/\text{Fe}]$

# Lick indices の直接計算

